

INSTITUTO TECNOLÓGICO DE COSTA RICA
ESCUELA DE INGENIERÍA ELECTRÓNICA

Proyecto Final de Graduación para optar por el grado de Licenciatura en Ingeniería
Electrónica

**“Diseño conceptual de un radio receptor y antena operando a longitudes de onda
milimétricas para la observación de TeV Blazares desde el Observatorio Astronómico
Nacional de San Pedro Mártir”**

Nicole Chaves Jiménez

Realizado en el Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Sede
Académica en Ensenada, Baja California, México

Cartago, junio, 2018



INSTITUTO TECNOLÓGICO DE COSTA RICA

ESCUELA DE INGENIERÍA ELECTRÓNICA

PROYECTO DE GRADUACIÓN

ACTA DE APROBACIÓN

**Defensa de Proyecto de Graduación
Requisito para optar por el título de Ingeniero en Electrónica
Grado Académico de Licenciatura
Instituto Tecnológico de Costa Rica**

El Tribunal Evaluador aprueba la defensa del proyecto de graduación denominado Diseño conceptual de un radio receptor y antena operando a longitudes de onda milimétricas para la observación de TeV Blazares desde el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, realizado por la señorita Nicole Chaves Jiménez y, hace constar que cumple con las normas establecidas por la Escuela de Ingeniería Electrónica del Instituto Tecnológico de Costa Rica.

Miembros del Tribunal Evaluador



Ing. Adolfo Chaves Jiménez

Profesor lector



TEC | Tecnológico
de Costa Rica
Ingeniería Electrónica

Ing. Ricardo Montero Ruiz

Profesor lector



Ing. Renato Rimolo Donadio

Profesor asesor

Tecnológico de Costa Rica, Sede Central, 18 de junio del 2018

Declaro que el presente Proyecto de Graduación ha sido realizado, en su totalidad, por mi persona, utilizando y aplicando literatura referente al tema e introduciendo conocimientos propios. En los casos en que he utilizado material bibliográfico, he procedido a indicar las fuentes mediante referencias bibliográficas correspondientes. En consecuencia, asumo la responsabilidad total por el trabajo de graduación realizado y por el contenido del correspondiente informe final.

Nicole Chaves Jiménez

Ensenada México, 22 de mayo del 2018

Cédula: 207310467

RESUMEN

Los Blazares constituyen una de las fuentes más importantes de energía en el universo. Para entender los procesos físicos que se llevan a cabo en ellos, se necesita obtener información en la mayor cantidad de longitudes de onda posible. Actualmente, en el Observatorio Astronómico Nacional operado por el Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México, realiza observaciones de los TEV-Blazares en el óptico y en un futuro cercano en radiación gama; pero para entender de una mejor manera los procesos que envuelven estos objetos celestes, se incentiva la idea de observarlos en radio a longitudes de onda de milímetros.

Esta tesis consiste en el diseño conceptual de un radio telescopio para la detección de TEV-Blazares con la mayor emisión en radio a longitudes milimétricas. Para esto se consideró parámetros del radiotelescopio como resolución angular, ganancia, temperatura de ruido y sensibilidad del receptor. Se analizó el caso de una antena sencilla con la antena y receptores disponibles, pero como sus parámetros no fueron suficientes, se hizo un estudio con un interferómetro de dos antenas. Para evitar los posibles errores en las observaciones con un sistema de dos antenas se propone un interferómetro de tres antenas para realizar la cerradura de fase, por lo cual se determinaron los parámetros para un interferómetro de tres antenas.

Palabras clave: Radio astronomía – Blazares– Interferómetro.

ABSTRACT

Blazars are one of the most important sources of energy in the universe. To understand the physical processes that take place in them, you need to get information in as many wavelengths as possible. Currently, in the National Astronomical Observatory operated by the Institute of Astronomy of the National Autonomous University of Mexico, it makes observations of the TEV-Blazars in the optical and in the near future in gamma radiation; but to understand in a better way the processes that surround these celestial objects, the idea of observing them in radio at wavelengths of millimeters is encouraged.

This thesis consists of the conceptual design of a radio telescope for the detection of TEV-Blazars with the highest emission in radio at millimeter lengths. For this, radio telescope parameters were considered as angular resolution, gain, noise temperature and receiver sensitivity. The case of a simple antenna with the antenna and available receivers was analyzed, but as its parameters were not enough, a study with a two-antenna interferometer was made. To avoid possible errors in the observations with a two-antenna system, a three-antenna interferometer is proposed to perform the phase lock, for which the parameters for a three-antenna interferometer were determined.

Keywords: Radio astronomy- Blazar- Interferometer

Se dice que los lazos de amistad forjados en la universidad son para toda la vida, y me alegro de que sea así. En esta etapa universitaria puedo sentirme orgullosa y feliz de mis dos grandes amigos que siempre me apoyaron Miguel Rojas y Ignacio Fernández. A pesar de mi lejanía física siempre pude contar con su apoyo incondicional.

Mi madre Shirlen Jiménez Moya por siempre inculcarme el valor del conocimiento, del estudio y del trabajo duro. Sé que, aunque muchas veces no entiende mis decisiones, cree en mí.

A todos ellos les dedico mi tesis, así como a mis sinodales por su aprobación y lectura.

AGRADECIMIENTOS

Le quiero agradecer de todo corazón al Dr. David Hiriart, mi asesor en México. Gracias por darme la oportunidad de conocer una rama completamente nueva de mi carrera. Además, por tenerme mucha paciencia, y aunque no entendiera un concepto, estar ahí para poder explicármelo cien mil veces hasta que me quedara claro. En fin, por darme la oportunidad de ser su pupila.

Además, al Instituto Tecnológico de Costa Rica por su apoyo financiero en toda mi etapa universitaria, no solo para realizar mis estudios universitarios sino por el apoyo otorgado para la realización de proyectos y metas personales dentro y fuera del país.

Nicole Chaves Jiménez

ÍNDICE GENERAL

Capítulo 1 INTRODUCCIÓN.....	10
Capítulo 2 OBJETIVOS	14
2.1 <i>Objetivo general</i>	14
2.2 <i>Objetivos específicos</i>	14
Capítulo 3 REVISIÓN DE LITERATURA.....	15
3.1 ENTORNO ASTROFÍSICO	15
3.1.1 Catálogo de objetos.....	15
3.1.2 Opacidad de la atmósfera.....	15
3.2 RADIOTELESCOPIO DE ANTENA SENCILLA	17
3.2.1 Antena	18
3.2.1.1 Temperatura de ruido de la Antena	19
3.2.1.2 Resolución Angular	19
3.2.2 Receptor	20
3.2.2.1 El receptor frontal	21
3.2.2.2 El receptor final	21
3.2.2.3 Temperatura del receptor.....	21
3.2.2.4 Ganancia del receptor	23
3.2.2.5 Sensibilidad	24
3.3 INTERFEROMETRÍA: ARREGLO DE ANTENAS	24
3.3.1 Parámetros básicos que regulan un interferómetro	27
3.3.1.1 Resolución Angular.....	27
3.3.1.2 Sensibilidad	30
3.3.1.3 Mediciones de cierre de fase	31
Capítulo 4 RESULTADOS Y DISCUSIÓN	33
4.1 <i>Flujos en radio de Blazares Tev de la muestra del OAN-SPM.</i>	33
4.2 <i>Radiotelescopio con una sola antena</i>	35
4.2.1 Caso 1. (Espejo y radiómetro del OAN-SPM).....	37
4.2.2 Caso 2. (Radiómetro OAN-SPM y nueva antena)	38
4.2.3 Caso 3. (Espejo del OAN-SPM y nuevo radiómetro).....	38
4.2.4 Caso 4.(Nuevo receptor y antena).....	39
4.3 <i>Interferómetro</i>	41

4.3.1 Interferómetro de 2 antenas.....	41
4.3.2 Interferómetro de 3 antenas.....	43
Capítulo 5 CONCLUSIONES Y RECOMENDACIONES	45
5.1 Conclusiones:.....	45
5.2 Recomendaciones	46
Bibliografía.....	47
APÉNDICES	50
APÉNDICE A. 1: Hojas de datos del receptor que conserva el IA-UNAM sede Ensenada	50
APÉNDICE A. 2 Artículo científico que describe la tecnología usada en el SMA.....	60

ÍNDICE DE FIGURAS

Figura 1.1	10
Figura 3.1	16
Figura 3.2	17
Figura 3.3	18
Figura 3.4	20
Figura 3.5	22
Figura 3.6	23
Figura 3.7	26
Figura 3.8	29
Figura 3.9	31
Figura 4.1	33
Figura 4.2	34
Figura 4.3	35
Figura 4.4	35
Figura 4.5	42

ÍNDICE DE TABLAS

Tabla 4-1: Parámetros del radiómetro del OAN-SPM	36
Tabla 4-2: Parámetros físicos calculados para los diferentes casos de antena sencilla.....	40
Tabla 4-3: Parámetros físicos calculados para los casos del interferómetro	44

LISTA DE SIGLAS Y ACRÓNIMOS

AGN	Núcleo Galáctico Activo
A_{eff}	Área efectiva
$A_{\acute{o}ptimo}$	Área óptima
Amp	Amplificador
BF	Baja frecuencia
\vec{b}	Vector de la línea de base entre dos antenas
b ó a	Longitud del vector de la línea de base
c	Velocidad de la luz
D	Diámetro
D'	Directividad
FI	Frecuencia intermedia
G	Ganancia
G_T	Ganancia total
IA-UNAM	Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México
Jy	<i>Jansky</i>
K	Eficiencia de la antena
K_s	Constante de sensibilidad del radiómetro
k	Constante de Boltzmann
N	Número de elementos
N	Número de registros promediados
OAN-SPM	Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir
Obs	Observacional
OL	Oscilador local
P	Potencia
PWV	Vapor de agua precipitable
$P_n(\theta, \phi)$	Patrón de radiación de la antena
R	Resultado de la correlación de un interferómetro
Rad	Radianes
RTWH	<i>Rheinisch-Westfälische Technische Hochschule</i>
RF	Radio frecuencia
S	Flujo
SMA	<i>Submillimeter Array</i>

T	Temperatura
T_A	Temperatura de la antena
T_{avg}	Temperatura promedio de la antena
T_{sys}	Temperatura del sistema
T_{Min}	Temperatura mínima
T_R	Temperatura del receptor
T_{LP}	Temperatura de la línea de transmisión
T_{RMS}	Temperatura de ruido del sistema
TeV	Tera-Electronvolts
t o τ	Tiempo
V	Voltaje
ν	Frecuencia
$\Delta\nu_{RF}$	Ancho de banda del receptor
w	Potencia espectral
x	Línea de base efectiva
θ	Resolución angular
λ	Longitud de onda
Ω_A	Ángulo sólido de la antena
Ω_S	Ángulo solido de la fuente
ϵ	Eficiencia de la transmisión de línea
τ_g	Tiempo de retraso geométrico
ω	Frecuencia angular
σ_s	Sensibilidad
\hat{s}	Vector unitario en la dirección del cuerpo celeste
ϵ	Error
\emptyset	Fases de las franjas en un interferómetro
ψ	Fases obtenidas utilizando x
ϕ	Fases obtenidas utilizando a
φ	Ángulo
"	Arcosegundo
'	Arcominuto
α	Pérdidas
δ	Desviación rms de una superficie ideal

LISTA DE CONSTANTES FÍSICAS Y CONVERSIÓN DE UNIDADES

1 Jy	$10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$
k	$1.38 \times 10^{-23} \text{ J} \cdot \text{K}^{-1}$
c	$3 \times 10^8 \text{ m s}^{-1}$
1 rad	$3437.75'$
1'	$60''$
$P_{\text{(dBm)}}$	$10 \log_{10}(P_{\text{(W)}}) + 30$

CAPÍTULO 1 INTRODUCCIÓN

Los objetos del cosmos irradian a diferentes longitudes de onda del espectro electromagnético según los procesos físicos que se estén llevando a cabo en ellos. La Figura 1.1 muestra las imágenes de la galaxia Andrómeda en longitudes de onda del infrarrojo, visible, rayos x y la combinación de estos.

La astronomía, al ser una ciencia que no puede involucrarse de forma experimental con su objeto de estudio, debe utilizar diversas técnicas para analizar la radiación de los cuerpos celestes y así extraer la mayor información posible. Cada longitud de onda emitida por un objeto puede dar información relevante y diferente a los demás tipos de radiación. Asimismo, al combinar toda esta información se puede generar un entendimiento más completo de su entorno físico y con esto generar nuevas teorías sobre la evolución del universo.

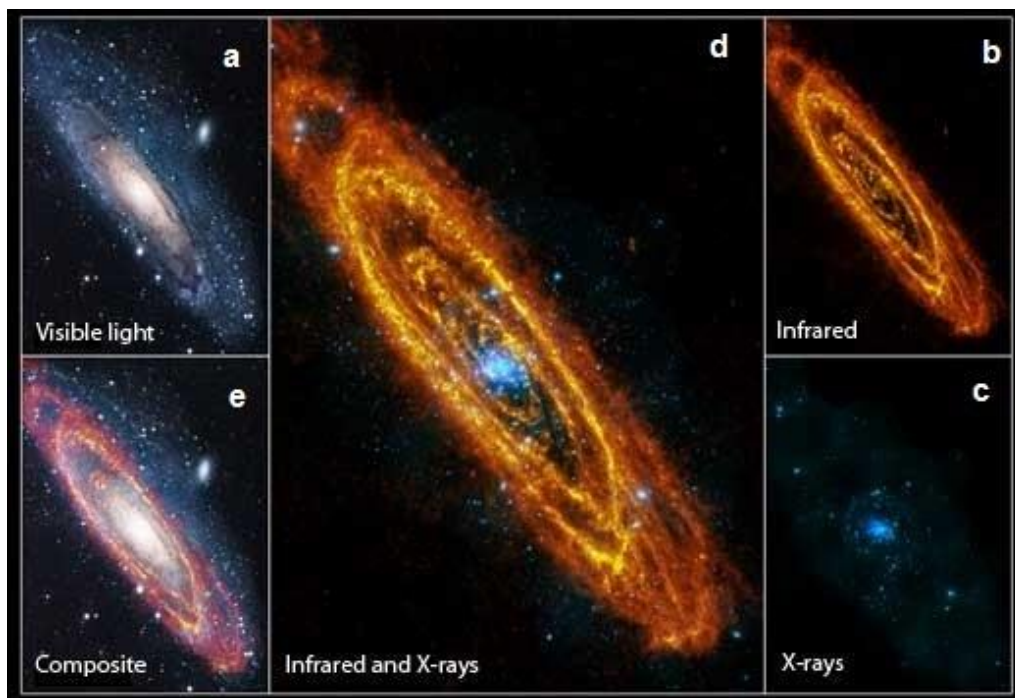


Figura 1.1 Galaxia Andrómeda vista en el a) Visible b) Infrarrojo c) Rayos X d) Composición en el Infrarrojo y Rayos X e) Composición del Visible, Rayos X e Infrarrojo

Fuente: <http://www.scienceinschool.org/es/2011/issue20/em>

Los Blazares son unos de los objetos más energéticos en el universo y muestran emisión de radiación en todo el espectro electromagnético, desde los rayos gama hasta el radio (Wagner & Witzel 1995, Carnerero et al. 2015). Su nombre fue acuñado por el astrónomo Edward Spiegel en 1978. Estos se encuentran asociados a agujeros negros que están en el centro de una galaxia y donde los chorros que emite están dirigidos hacia a la Tierra.

Los Blazares tienen como característica que sus emisiones varían de una manera rápida e impredecible en el tiempo. Esto, sumado al limitado tiempo continuo disponible para un investigador en el telescopio, imposibilita un análisis exhaustivo y detallado de estos cuerpos. El seguimiento de estas fuentes en todo el espectro electromagnético es necesario para entender los mecanismos físicos que producen dicha radiación.

Los TeV Blazares son cuerpos celestes que emiten con energías de teraelectronvoltios, ya que pertenecen a galaxias con un agujero negro central supermasivo. Entender el comportamiento de estos objetos es de gran importancia científica, ya que incluso nuestra propia galaxia posee uno.

La sede del Observatorio Astronómico Nacional en la sierra de San Pedro Mártir, Baja California, México (OAN-SPM), inició sus operaciones en 1971 y es operado por el Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México (IA-UNAM). Cuenta con telescopios ópticos de 2.1 m, 1.5m y 0.84m en su óptica principal. Estos telescopios y equipos de observación asociados están disponibles a cualquier investigador en colaboración con un astrónomo mexicano que justifiquen, en la temporada de la recepción de propuestas, el uso científico del ellos.

El cielo de la Sierra San Pedro Mártir es considerado como uno de los tres mejores lugares del mundo para la observación de objetos celestes. Desde el 2008, en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (OAN-SPM), Baja California, México, se ha dado seguimiento a un grupo de Blazares brillantes en la banda R del óptico utilizando el telescopio de 0.84 m (Benítez et al 2011; Sorcia et al 2011).

Actualmente, el IA-UNAM y el *Rheinisch-Westfälische Technische Hochschule* (RTWH) *Aachen University*, Alemania, colaboran en la instalación en el OAN-SPM de un telescopio atmosférico Cherenkov de rayos gama para el seguimiento de Blazares brillantes.

En vista de lo anterior, se ha pensado en complementar con un seguimiento en radio, a longitudes de onda milimétrica, el ya existente en el OAN-SPM de TeV Blazares en el óptico y en un futuro cercano en rayos gama. La extensión del monitoreo a longitudes de onda milimétricas de estos objetos es justificada por la posibilidad de dimensiones menores en las antenas a utilizarse, y por ser el OAN-SPM un sitio apropiado para este tipo de observaciones como ha sido comprobado en estudios previos (Hiriart et al 1997; Hiriart et al 2002; Hiriart 2003).

Esto conduce a la necesidad de realizar un estudio que incluye el diseño conceptual de un sistema de detección en radio para la Sierra San Pedro Mártir. El estudio deberá demostrar la factibilidad ingenieril de contar, ya sea con un sistema de una sola antena o un arreglo de antenas, para observar estos Blazares brillantes en longitudes de onda milimétricas.

Es importante señalar que no existe un radiotelescopio a nivel internacional dedicado única y exclusivamente al seguimiento de Blazares. Algunos radio observatorios como el Metsahovi (Finlandia), Medicina (Italia), el Instituto de Radio Astronomía Milimétrica (España) y el Arreglo Sub-Milimétrico (Estados Unidos), entre otros, han monitoreado a diferentes frecuencias de radio algunos de los Blazares de la muestra del OAN-SPM. Cada uno de estos radiotelescopios opera con una gran sensibilidad en un rango de frecuencias muy amplio para detectar la señal de muy variados objetos. Sin embargo, como estos telescopios no fueron hechos específicamente para el estudio exclusivo de Blazares, sino para un uso más general, el replicar uno de estos telescopios en el OAN-SPM sería sumamente costoso. En nuestro caso, al ser un radiotelescopio dedicado, las bandas y sensibilidades de operación serán los adecuados para la observación exclusiva de TeV Blazares, disminuyendo así los costos involucrados.

Cabe mencionar que uno de los futuros de los telescopios pequeños, tanto en el óptico como en el radio, se encuentra en el monitoreo continuo de fuentes brillantes. Una discusión de este tipo de aplicaciones puede encontrarse en el libro “*The Future of Small Telescopes in the New Millennium*” (Terry D. Oswart Ed).

CAPÍTULO 2 OBJETIVOS

2.1 OBJETIVO GENERAL

Diseñar conceptualmente un sistema de recepción en el milimétrico para el monitoreo de TeV Blazares desde del Observatorio Astronómico Nacional en la Sierra de San Pedro Mártir, Baja California, México.

2.2 OBJETIVOS ESPECÍFICOS

- Determinar los niveles de radiación de los objetos que pueden ser detectados por la antena, basados en los flujos emitidos por estos y la absorción atmosférica del sitio.
- Diseñar conceptualmente un sistema receptor de una sola antena obteniendo los valores óptimos para sus componentes acorde a los resultados obtenidos de radiación.
- Rediseñar conceptualmente el sistema receptor utilizando interferometría de radio, comparando así su desempeño con el modelo de antena sencilla.

CAPÍTULO 3 REVISIÓN DE LITERATURA

Este capítulo se dividirá en tres secciones, la primera sección se aclara subtemas sobre la astronomía que serán de interés para la tesis. Posteriormente se detallarán los parámetros para el receptor de una antena sencilla y por último la deferencia de estos para un interferómetro.

3.1 ENTORNO ASTROFÍSICO

3.1.1 Catálogo de objetos

Algunos de los Blazares brillantes de la muestra del OAN-SPM, han sido observados en campañas multifrecuencias que incluyen diferentes longitudes de onda de radio. Revisando los artículos publicados (por ejemplo (Abdo, A. A.; Ackermann, M.; Agudo, I.; et,al, 2010)¹) con los resultados obtenidos de esas observaciones, se extrajo información de relevancia sobre los objetos en que existe posibilidad de observar a frecuencias de radio; y sus flujos asociados tanto en etapas activas como en aquellas que no muestran un incremento en su actividad.

3.1.2 Opacidad de la atmósfera

La opacidad de la atmósfera es una característica física que determina el porcentaje en que se bloquea la transmisión, de forma parcial o total, de la radiación que se propaga en ella a una frecuencia específica (Arizona Radio Observatory, 2011). La Figura 3.1 muestra que entre mayor altitud se encuentre un instrumento de medición, más transparente es la atmósfera; ya que cualquier onda electromagnética recorre una menor distancia en ella. Además, se observa que a longitudes de onda como la radiofrecuencia y en el espectro visible es posible observar casi a cualquier altura mientras que en otras longitudes como los rayos ultravioleta es necesario un telescopio espacial. La opacidad de la atmósfera a una cierta altura determina la transmisión de la radiación electromagnética a través de ella y por lo tanto la radiación que puede ser observada de los objetos celestes.

¹ Los demás artículos referenciados se encuentran citados en orden alfabéticos en la bibliografía.

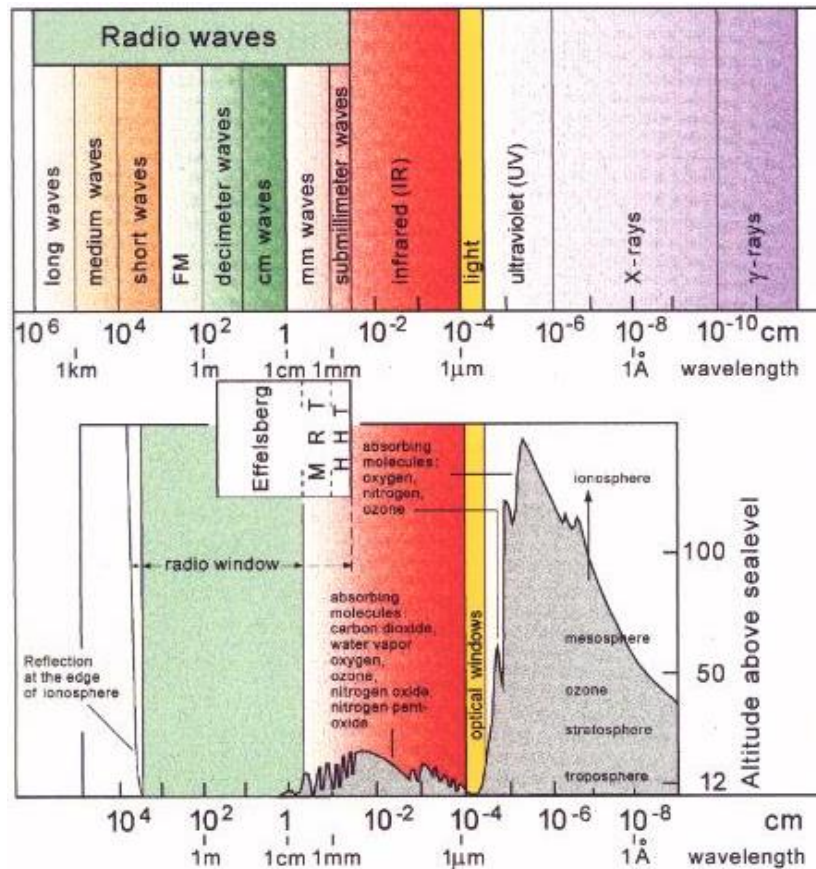


Figura 3.1 Opacidad de la atmósfera según la longitud de onda donde se transmite/recibe datos
Fuente: http://kp12m.as.arizona.edu/docs/what_is_submillimeter.htm

A longitud de ondas milimétricas, uno de los factores que determinada la opacidad atmosférica es la cantidad de vapor de agua presente. Si se mantiene constante la densidad de vapor de agua en la atmósfera, entre mayor altitud se encuentre un instrumento de medición, más transparente será la atmósfera.

La Figura 3.2 muestra la transmisión de la atmosfera en el rango de 10-1000 GHz para diferentes cantidades de vapor de agua condensable (o PWV por sus siglas en ingles de *Precipitable Water Vapor*). La cantidad de vapor de agua condensable de la atmósfera se mide en milímetros y sería la altura que alcanzaría el agua si se condensará todo el vapor de agua desde una altura determinada hasta la parte superior de la atmósfera (ESO, s.f.). De la Figura 3.2 podemos ver que, si se desea observar radiación electromagnética con una transmisión de la atmosfera de un 80%, a una altitud de 5040m sobre el nivel del mar, es mejor observar a frecuencias menores a los 300 GHz para valores de PWV entre 1 a 3 mm.

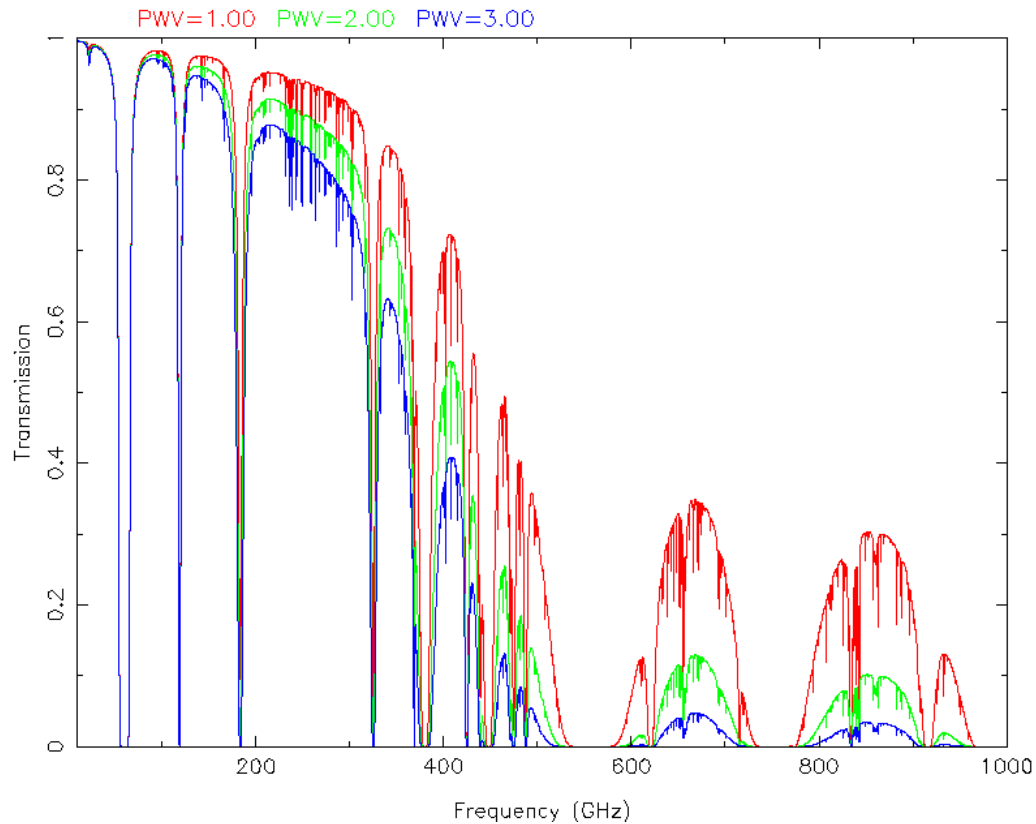


Figura 3.2 Eficiencia atmosférica en la transmisión de frecuencias desde 10 a 1000 GHz con diferentes índices de vapor de agua condensable (PWV) a una altitud de 5040 m.

Fuente: <https://almascience.eso.org/about-alma/weather/atmosphere-model>

El OAN-SPM, a 2,800 metros sobre el nivel del mar, está caracterizado por un invierno, primavera y parte de la temporada final de otoño con relativos valores bajos de PWV; así que su valor medio es de no más de 2.5 mm durante esos periodos. Sin embargo, también se ve afectado por un verano húmedo con al menos dos meses al año con valores de PWV tan grandes como 10 mm (Otárola, Hiriart & Pérez-León, 2016). Por lo tanto, es posible tener en el OAN-SPM operando un radiotelescopio hasta una frecuencia de 300 GHz durante invierno, primavera y parte de la temporada final de otoño.

3.2 RADIOTELESCOPIO DE ANTENA SENCILLA

Un radiotelescopio se compone principalmente de las siguientes partes: la antena, la montura soporte de la antena, el sistema de apuntado/guiado y el receptor.

3.2.1 Antena

Una antena es un dispositivo pasivo que convierte la radiación electromagnética del espacio en una corriente en un conductor y viceversa dependiendo si están recibiendo una señal o transmitiéndola, respectivamente. Los radiotelescopios utilizan una antena receptora.

Las antenas utilizadas en radioastronomía milimétrica son de tipo parabólico (criterio de experto). Una superficie parabólica reflectora, irradia la radiación electromagnética colectada en su apertura en el punto focal de la superficie parabólica. Las antenas parabólicas se pueden clasificar en tipo foco primario o Cassegrain (Figura 3.3), según el lugar donde se ubique el receptor (RF and wireless: The engineering resource, 2015).

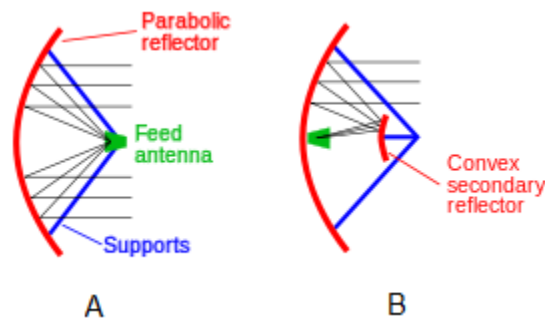


Figura 3.3 Antena Parabólica A) Foco primario B) Cassegrain

Fuente: <http://rfandwireless.com/antennas/parabolic/>

En la configuración de foco primario, el lóbulo principal de la antena alimentadora (*feedhorn*) deberá iluminar el área total de la parábola. En caso de que los lóbulos secundarios del *feedhorn* sean considerables, se recibirá radiación de la superficie terrestre que a longitudes milimétricas puede ser significativa (efecto de “*spill-over*”). Por lo anterior, a longitudes milimétricas, es común utilizar la configuración Cassegrain, donde el “*spill-over*” sobre la superficie reflectora secundaria recibirá radiación del cielo, como consecuencia la señal es menor a longitudes milimétricas comparada a la radiación recibida de la superficie terrestre (RF and wireless: The engineering resource, 2015).

Uno de los parámetros fundamentales de una antena parabólica es su apertura efectiva (A_{eff}): esta se define como el área efectiva de colección de radiación. Naturalmente a mayor tamaño de la apertura, mayor será la radiación colectada por la superficie parabólica. Sin embargo, además del tamaño de la apertura de la antena, la superficie no deberá apartarse de la forma

parabólica ideal para mantener la sensibilidad y resolución angular ideal. Una regla empírica es que el valor cuadrático medio (rms) de las desviaciones de la superficie parabólica ideal, deberá ser menor que $\frac{\lambda}{20}$ sobre la superficie (D.Kraus, 1986). Esta regla permite identificar las longitudes de onda en el que el promedio de las irregularidades de la superficie no me va a crear gran dispersión, dando así un valor mínimo, donde a partir de esta longitud de onda afecta cada vez menos usar valores mayores.

3.2.1.1 Temperatura de ruido de la Antena

Según John Kraus 1986, la densidad espectral de potencia de ruido térmico, w , en las terminales de una resistencia R a la temperatura T está dada por

$$w = kT , \quad (3-1)$$

donde k es la constante de Boltzmann. Note que la densidad espectral (watts/Hz) no depende de la resistencia R sino solo de la temperatura T .

Para una fuente puntual no polarizada de densidad de flujo S incidiendo en una antena con una área efectiva colectora A_{eff} , la densidad espectral de potencia a la salida de la antena será $w = kT_A = \frac{S A_{eff}}{2}$, por lo que para esa fuente puntual se tendrá una temperatura de antena dada por

$$T_A = \frac{S A_{eff}}{2k} . \quad (3-2)$$

3.2.1.2 Resolución Angular

La resolución angular es la capacidad de un telescopio de resolver dos objetos puntuales que se encuentran muy cercanos. La resolución angular de un telescopio está caracterizada por el ancho angular del lóbulo principal. Para una apertura circular de diámetro D , el ancho del

lóbulo principal, θ , está limitado por difracción a la longitud de onda λ según la relación (D.Kraus, 1986)

$$\theta(rad) = 1.2 \frac{\lambda}{D} . \quad (3-3)$$

3.2.2 Receptor

Detectar y medir las emisiones de radio de los objetos celestes puede ser complicado, ya que su potencia suele ser baja, en el orden de 10^{-15} a 10^{-20} W. El receptor es el encargado de transformar la señal electromagnética que envía la antena en información útil para el humano.

La Figura 3.4 muestra la configuración de un receptor heterodino a frecuencias milimétricas (>100 GHz). Éste se puede subclasificar en el receptor frontal (*Front-End*) y el receptor final (*Back-End*). El receptor superheterodino es el más común en la tecnología actual, porque permite el uso de diversos *back-ends* siempre que se proporcione a ellos la frecuencia de entrada apropiada.

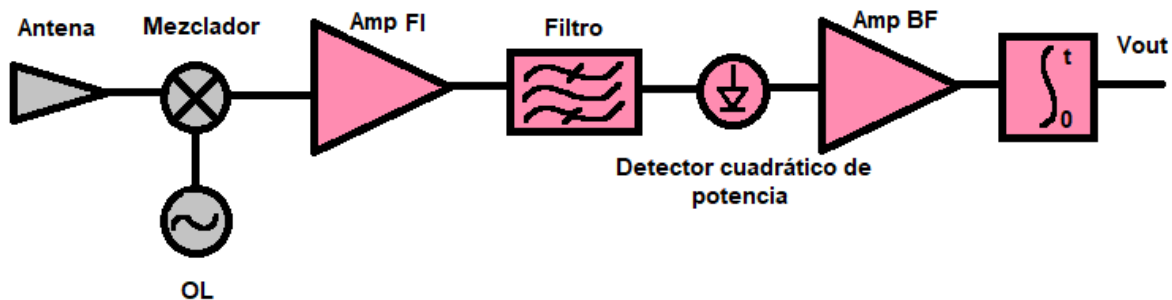


Figura 3.4 Esquema general de receptor Heterodino para frecuencias milimétricas

Como se verá más adelante, la temperatura de ruido del primer dispositivo de una cadena de elementos de un receptor es el que afecta más la temperatura de ruido del receptor. De esta manera, cuando es posible, el primer elemento suele ser un amplificador de bajo ruido de estado sólido (D.Kraus, 1986). Sin embargo, a frecuencias mayores a 115 GHz no existen

amplificadores de bajo ruido, por lo que la primera etapa de los receptores a frecuencias mayores que esta, suelen ser un mezclador con su oscilador local.

3.2.2.1 El receptor frontal

El *Front-End* es la sección inicial del receptor en la cual trabaja a altas frecuencias (sección gris de la Figura 3.4). Para las frecuencias milimétricas, el primer elemento es un mezclador con su oscilador local. El oscilador local (OL) es el encargado de producir una frecuencia con la cual el mezclador combinará la señal de entrada, generando que la información que entrega la antena pase a una señal de frecuencia intermedia.

3.2.2.2 El receptor final

El *Back-end* es la etapa representada por color rosa en la Figura 3.4. La primera labor es amplificar la señal que ahora se encuentra a una frecuencia intermedia para compensar las pérdidas introducidas en la etapa de conversión inicial. La etapa de amplificación puede necesitar uno o más etapas, esto dependiendo de la ganancia que se requiera en el sistema. Seguidamente se filtra la señal para trabajar con las frecuencias deseadas, y se pasa a un detector de ley cuadrática para por último ser recolectada por el integrador durante un tiempo determinado.

3.2.2.3 Temperatura del receptor

Según John Kraus 1986, la temperatura mínima (T_{Min}) que puede detectar un radiotelescopio depende del receptor. Esta no es sencilla de reducir, ya que si aumento el tiempo de integración pierdo el verdadero espectro de la potencia de la señal ($f_{obs} > \frac{1}{t_{obs}}$), y si aumento el ancho de banda, puedo recibir señales no deseadas como las terrestres. Quizás una de las únicas formas es tomar un promedio de más de una observación; pero en muchas ocasiones esto no es suficiente.

El ruido es proporcional a la temperatura del sistema (T_{sys}), el cual relaciona la adicción de la temperatura de ruido de la antena (T_A), del receptor (T_R), con la eficiencia de la línea

transmisión ϵ ($0 \leq \epsilon \leq 1$) y la temperatura de la línea de transmisión (T_{LP}) como se muestra a continuación (D.Kraus, 1986)

$$T_{sys} = T_A + T_{LP} \left[\frac{1}{\epsilon} - 1 \right] + \frac{1}{\epsilon} T_R . \quad (3-4)$$

La mínima temperatura detectable por el sistema se puede considerar como el cambio del valor rms de la temperatura de ruido del sistema (T_{RMS}). Esta es proporcional a la constante de sensibilidad (K_s), ancho de banda ($\Delta\nu_{RF}$), el tiempo de integración postdetección (t) y el número de registros promediados (n) que se denotan a continuación (D.Kraus, 1986)

$$\Delta T_{Min} = \frac{K_s T_{sys}}{\sqrt{\Delta\nu_{RF} t n}} = \Delta T_{RMS} . \quad (3-5)$$

Si se compara la ecuación anterior con la ecuación (3-9), se puede correlacionar que la sensibilidad de un radiotelescopio es igual al cambio de temperatura mínima que el sistema puede detectar. He aquí la similitud entre las fórmulas, las cuales son de suma importancia, ya que un telescopio (y en particular un radiotelescopio) se caracteriza por su resolución angular y sensibilidad. La Figura 3.5 muestra más claramente la relación entre la temperatura detectada de la fuente y su entorno.

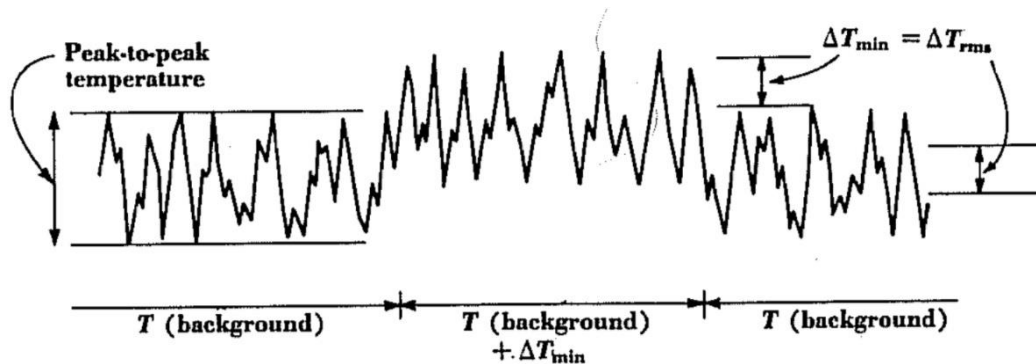


Figura 3.5 Relación entre la señal de la fuente y su entorno.
Fuente: (D.Kraus, 1986).

Se puede considerar un receptor como un conjunto de elementos lineales conectados en serie (Figura 3.6). Si se modela la temperatura del receptor, se determina que sí importa el orden de los elementos a la hora de calcular la temperatura final, ya que el que genera más contribución es el primer elemento y los siguientes van decayendo en su contribución (D.Kraus, 1986),

$$T_R = T_1 + \frac{T_2}{G_1} + \frac{T_3}{G_1 G_2} + \dots + \frac{T_n}{G_1 \dots G_{n-1}} \quad (3-6)$$

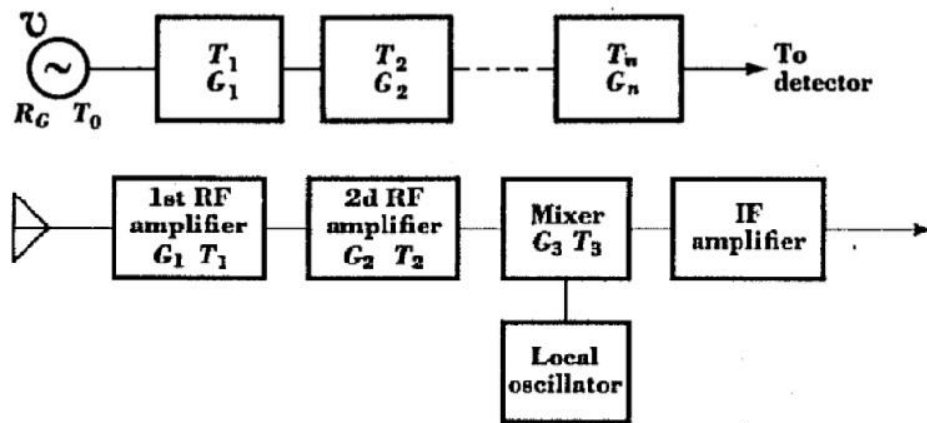


Figura 3.6 Configuración común del receptor.
Fuente: (D.Kraus, 1986).

3.2.2.4 Ganancia del receptor

Según John Kraus 1986, la ganancia total se calcula multiplicando los factores de ganancia o pérdidas individuales de cada una de las etapas del receptor,

$$G_T = G_1 G_2 \dots G_n \quad (3-7)$$

tomando en cuenta que las pérdidas son el inverso de la ganancia. Si estos factores están en decibels, las ganancias se sumarían y las pérdidas se restarían como

$$G_T = G_1 + G_2 + \dots + G_n \quad (3-8)$$

3.2.2.5 Sensibilidad

La sensibilidad de telescopio es la capacidad para detectar un flujo determinado. La sensibilidad está determinada por la combinación del receptor y la antena. Para una sola antena y un radiómetro la sensibilidad de un radiómetro conmutable de Dicke con modulación de onda cuadrada está dada por (D.Kraus, 1986)

$$\sigma_s = \frac{2T_{sys}}{(\Delta\nu_{RF}\tau)^{1/2}} \quad , \quad (3-9)$$

donde T_{sys} es la temperatura del sistema, τ el tiempo de integración del integrador, $\Delta\nu_{RF}$ el ancho de banda del receptor.

3.3 INTERFEROMETRÍA: ARREGLO DE ANTENAS

Un radio interferómetro es un arreglo de varias antenas, que en conjunto y con condiciones específicas, funcionan como un radiotelescopio de mayor tamaño que el de la antena individual. En general se piensa en la idea de dividir la apertura total deseada en pequeñas, para así obtener la misma apertura total, pero sin cubrir toda el área que esta necesitaría (D.Kraus, 1986).

Cada uno de los radiotelescopios tiene que tener un receptor con sensibilidad equivalente al que usaría uno de apertura total. Es importante denotar que existe un $A_{\text{óptimo}}$ que depende de la homogeneidad espacial del objeto, en donde a partir de este, aunque se sigan agregando múltiples radiotelescopios, el costo del instrumento aumenta sin aumentar la calidad de este. Mientras que el flujo mínimo detectable si depende de la apertura total $nA_{\text{óptimo}}$, en otras palabras, del número de elementos (D.Kraus, 1986).

Según Condon & Ransom 2016, el interferómetro básico es un par de radiotelescopios cuyas salidas de voltaje están correlacionadas (multiplicadas y promediadas). Incluso los interferómetros más elaborados con elementos $N > 2$ pueden tratarse como pares de interferómetros independientes. Por lo que comenzamos analizando el caso más simple, un interferómetro de banda estrecha de dos elementos.

La Figura 3.7 muestra dos antenas idénticas separados por un vector de línea de base, \vec{b} , de longitud b . Ambas antenas apuntan en la dirección especificada por el vector unitario \hat{s} . Las ondas planas desde una fuente puntual distante en esa dirección deben viajar una distancia adicional para llegar a la antena 1 dada por

$$\vec{b} \cdot \hat{s} = b \cos \varphi \quad . \quad (3-10)$$

Por lo que la salida de la antena 1 es la misma que la de la antena 2, pero retardada por el retraso geométrico

$$\tau_g = \frac{\vec{b} \cdot \hat{s}}{c} \quad . \quad (3-11)$$

Para simplificar, se considera un interferómetro monocromático que responde sólo a la radiación en una banda muy estrecha centrada en la frecuencia $\nu = \frac{\omega}{2\pi}$. Entonces, los voltajes de salida de las antenas 1 y 2 se describen como

$$V_1 = V \cos[\omega(t - \tau_g)] \quad , \quad (3-12)$$

$$V_2 = V \cos[\omega t] \quad . \quad (3-13)$$

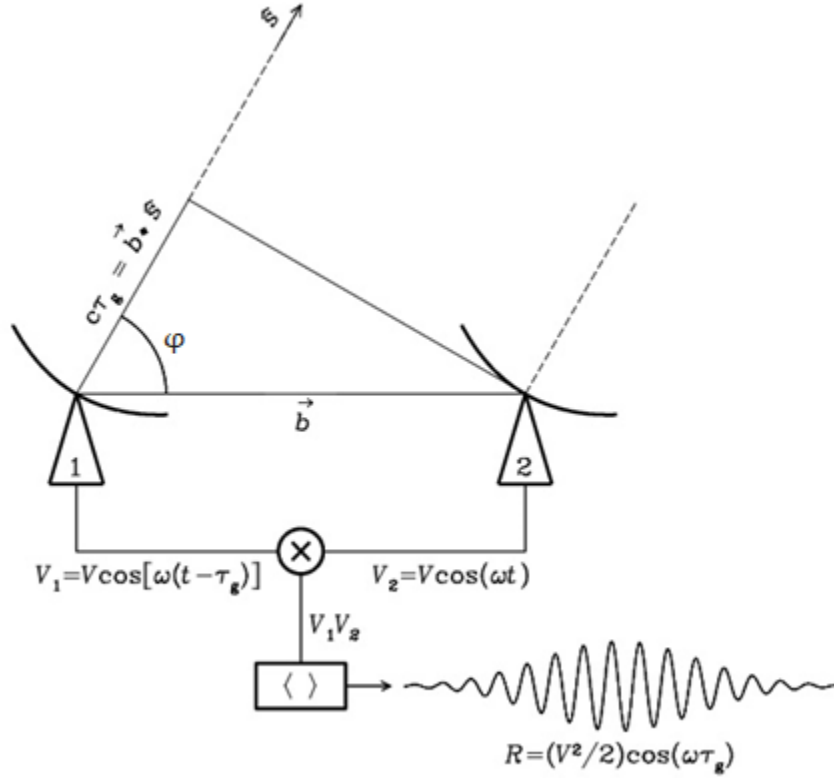


Figura 3.7 Componentes de un interferómetro de dos elementos que observa en un rango de frecuencias muy estrecho centrado en ν .

Fuente: (Condon & Ransom, *National Radio Astronomy Observatory*, 2016)

Según lo observado en la Figura 3.7 el correlador primero multiplica los dos voltajes a la salida de las antenas, para producir el producto

$$V_1 V_2 = V^2 \cos[\omega t] \cos[\omega(t - \tau_g)] = \left(\frac{V^2}{2}\right) [\cos(2\omega t - \omega\tau_g) + \cos(\omega\tau_g)]. \quad (3-14)$$

Luego toma un promedio de tiempo de integración lo suficientemente largo $[\Delta t \gg \frac{1}{2\omega}]$ para eliminar el término de alta frecuencia $\cos(2\omega t - \omega\tau_g)$, ya que este solo contribuye a un cambio de fase de la salida final R , dando así

$$R = \langle V_1 V_2 \rangle = \left(\frac{V^2}{2}\right) \cos(\omega\tau_g) \quad . \quad (3-15)$$

Por lo cual Condon & Ransom 2016 menciona que las amplitudes V_1 y V_2 son proporcionales al campo eléctrico de la radiación de la fuente multiplicado por las ganancias de voltaje de las antenas 1 y 2. Por lo tanto, la amplitud de salida mostrada en la ecuación (3-15), es proporcional a la densidad de flujo de una fuente puntual multiplicada por $\sqrt{A_{eff1}A_{eff2}}$ (donde A_{eff1} y A_{eff2} son las áreas de recolección efectivas de las dos antenas) y una constante de proporcionalidad k que se obtiene al calibrar el instrumento si ya se conoce el flujo de un objeto. Esta viene representada por

$$\frac{V^2}{2} = k S \sqrt{A_{eff1}A_{eff2}} \quad . \quad (3-16)$$

El ruido no correlacionado de los receptores y de la atmósfera sobre los dos telescopios no aparece en la salida del correlador, por lo que las fluctuaciones en la ganancia del receptor o la emisión atmosférica son mucho menos significativas que para una observación de potencia total con una sola antena. La interferencia pulsada con duración $t \ll \frac{|\vec{b}|}{c}$, también se suprime, porque normalmente no llega a ambos telescopios simultáneamente (Condon & Ransom, National Radio Astronomy Observatory, 2016).

3.3.1 Parámetros básicos que regulan un interferómetro

3.3.1.1 Resolución Angular

Si las antenas individuales que comprenden un interferómetro son isotrópicas, la respuesta del interferómetro a una fuente puntual sería una senoide que abarque el cielo. Tal interferómetro sería sensible a una sola componente de Fourier de la distribución del brillo del cielo, a la componente con un periodo angular $\frac{\lambda}{b \sin \varphi}$ (Condon & Ransom, National Radio Astronomy Observatory, 2016). La respuesta R de un interferómetro de dos elementos con antenas directivas, es esa senoide multiplicada por el producto de los patrones de voltaje de las antenas individuales. Normalmente las dos antenas son idénticas, por lo que este producto es el patrón de potencia (R) de las antenas individuales y se denomina haz primario. El haz primario de las antenas individuales suele ser un patrón gaussiano mucho más ancho que el período de la franja, como se indica en la Figura 3.8.

Según Condon & Ransom 2016, la transformada de Fourier del producto de dos funciones es la convolución de sus transformadas de Fourier, por lo que el interferómetro con antenas directivas responde a un rango finito de frecuencias angulares centradas en $\frac{b \sin \varphi}{\lambda}$. Como los diámetros de antena deben ser más pequeños que la línea de base (de lo contrario las antenas se superpondrían), la frecuencia de muestreo no puede extenderse a cero y el interferómetro no puede detectar una fuente isótropa, por ejemplo, el fondo cósmico de microondas 3 K.

Mejorar la respuesta instantánea fuente puntual de un interferómetro requiere más componentes de Fourier; es decir, más líneas de base. Un interferómetro con N antenas contiene $\frac{N(N-1)}{2}$ pares de antenas, cada una de las cuales puede conectarse como un interferómetro, por lo que el haz sintetizado instantáneo (la respuesta fuente puntual obtenida al promediar las salidas de todos los pares) se acerca rápidamente a una forma Gaussiana cuando N aumenta (Condon & Ransom, National Radio Astronomy Observatory, 2016). La Figura 3.8 muestra las respuestas a una fuente puntual para un interferómetro de dos elementos con una longitud de línea base proyectada b; para un interferómetro de tres elementos con tres líneas de base (longitudes proyectadas $\frac{b}{3}$, $\frac{2b}{3}$ y b); y para un interferómetro de cuatro elementos con seis líneas de base (longitudes proyectadas $\frac{b}{6}$, $\frac{2b}{6}$, $\frac{3b}{6}$, $\frac{4b}{6}$, $\frac{5b}{6}$ y b).

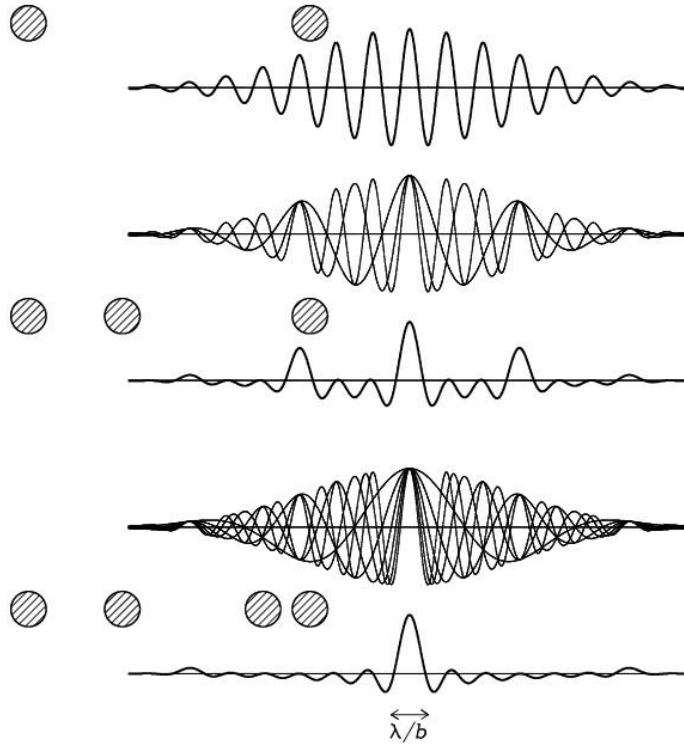


Figura 3.8 Las respuestas instantáneas de fuente puntual de los interferómetros con una longitud total proyectada b y dos, tres o cuatro antenas distribuidas como se muestra están indicadas por las curvas gruesas. El haz principal sintetizado del interferómetro de cuatro elementos es casi gaussiano con resolución angular b , pero los lóbulos laterales siguen siendo significativos y existe un "tazón" negativo amplio causado por la falta de espaciamientos más cortos que el diámetro de una antena individual. Las respuestas individuales de los tres interferómetros de dos elementos que comprenden el interferómetro de tres elementos y los seis interferómetros de dos elementos que comprenden el interferómetro de cuatro elementos se trazan como curvas delgadas. Fuente: (Condon & Ransom, *National Radio Astronomy Observatory*, 2016)

Se debe tener en cuenta que la mayoría de las fuentes de radio son estacionarias, es decir, sus distribuciones de brillo no cambian significativamente en las escalas de tiempo de las observaciones astronómicas, por lo que se puede calcular los parámetros que influyen en un radiotelescopio con un flujo de referencia.

La diferencia entre la resolución angular de una antena sencilla y un interferómetro es que esta última se determina por la distancia de separación de las antenas (b) (el par) y no por el diámetro de estas (D.Kraus, 1986),

$$\theta \text{ (rad)} = \frac{\lambda}{b} . \quad (3-17)$$

3.3.1.2 Sensibilidad

Según Condon & Ransom 2016, la sensibilidad de un interferómetro de dos elementos para una fuente puntual puede derivarse de la ecuación del radiómetro para un receptor de potencia total en una sola antena. Esto porque un detector de ley cuadrada es equivalente a un correlador que multiplica dos voltajes de entrada idénticos suministrados por una antena. Considere un interferómetro con dos elementos idénticos, cada uno de los cuales tiene un detector de ley cuadrática, que observa una fuente puntual. El correlador multiplica los voltajes de las dos antenas, mientras que cada detector de ley cuadrada multiplica el voltaje de una antena por sí mismo, por lo que los voltajes de salida correlacionados/detectados del interferómetro y cada antena individual son de igual valor. De este modo, el área efectiva colectora A_{eff} del interferómetro de dos elementos es igual al área efectiva colectora de cada elemento. Sin embargo, los voltajes de ruido de los dos elementos del interferómetro están casi completamente sin correlación (solo la fuente puntual contribuye al ruido correlacionado), mientras que los voltajes de ruido que entran en los detectores de ley cuadrada están completamente correlacionados (idénticos). La sensibilidad para un interferómetro de dos elementos está dada por la ecuación

$$\sigma_s = \frac{\sqrt{2} T_{\text{sys}}}{\sqrt{\Delta\nu_{\text{RF}}\tau}} \quad (3-18)$$

Así según Condon & Ransom 2016, un interferómetro con N antenas contiene $\frac{N(N-1)}{2}$ interferómetros independientes de dos elementos, por lo que su sensibilidad a una fuente puntual del receptor está dada por

$$\sigma_s = \frac{2T_{\text{sys}}}{[N(N-1)\Delta\nu_{\text{RF}}\tau]^{1/2}} \quad (3-19)$$

3.3.1.3 Mediciones de cierre de fase

Uno de los mayores problemas al utilizar un interferómetro es correlacionar las señales y que el resultado sea el flujo del cuerpo celeste, y no que por factores externos (nubes) la señal se distorsione. Una forma de solucionar este error son los cierres de fase. Para ello se requiere un mínimo de tres antenas. En el caso más simple, con tres antenas en una línea separadas por las distancias a_1 y a_2 como las que se muestran en la Figura 3.9. Las líneas de base efectivas para una fuente en un ángulo φ serán las otorgadas por las ecuaciones

$$x_1 = a_1 \cos \varphi , \quad (3-20)$$

$$x_2 = a_2 \cos \varphi , \quad (3-21)$$

$$x_3 = (a_1 + a_2) \cos \varphi . \quad (3-22)$$

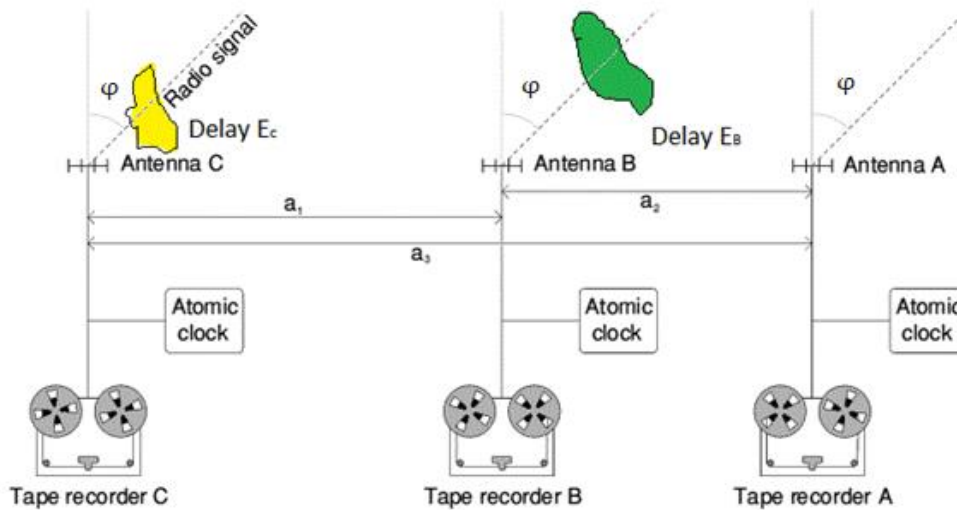


Figura 3.9 Tres receptores de Radiotelescopios

Fuente: (Condon & Ransom, *National Radio Astronomy Observatory*, 2016)

Cuando se mezcla señales de dos de las antenas (compensando un retraso por un ángulo φ_0), se observa la señal de interferencia con la fase $x(\varphi) - x(\varphi_0)$, es decir, con una fase extra

igual para las tres antenas (Condon & Ransom, National Radio Astronomy Observatory, 2016).

Considere ahora que existe un retardo ε_B en la línea de vista de la antena B y un retardo ε_C en la línea de vista de la antena C. Las fases en las líneas de base a_1 , a_2 y a_3 se indican con ϕ_1 , ϕ_2 y ϕ_3 , respectivamente. Estas fases contendrán errores resultantes de ε_B y ε_C en las fases de señal. Las fases medidas para las líneas de base x_1 , x_2 y x_3 , denotadas por ψ_1 , ψ_2 y ψ_3 estarán dadas por las ecuaciones

$$\psi_1 = \phi_1 + \varepsilon_B - \varepsilon_C \quad , \quad (3-23)$$

$$\psi_2 = \phi_2 - \varepsilon_B \quad , \quad (3-24)$$

$$\psi_3 = \phi_3 - \varepsilon_C \quad . \quad (3-25)$$

Jennison definió su O observable (ahora llamada fase de cierre) para las tres antenas como

$$Obs = \psi_1 + \psi_2 - \psi_3 \quad , \quad (3-26)$$

donde los términos de error se cancelan, obteniendo

$$Obs = \phi_1 + \phi_2 - \phi_3 \quad . \quad (3-27)$$

De esta manera, la fase de cierre no se ve afectada por errores de fase en ninguna de las antenas (Condon & Ransom, National Radio Astronomy Observatory, 2016).

CAPÍTULO 4 RESULTADOS Y DISCUSIÓN

4.1 FLUJOS EN RADIO DE BLAZARES TEV DE LA MUESTRA DEL OAN-SPM.

Algunos de los objetos de la muestra de Blazares del OAN-SPM han sido observados en frecuencias de radio que van de 2.64 GHz a 345 GHz. La Figura 4.1 muestra la cantidad de objetos de la muestra observados a cada frecuencia de radio. Las observaciones reportadas con mayor número de elementos ocurrieron a las frecuencias de 5, 8, 14.5, 22, 37, 43, 230 y 345 GHz.

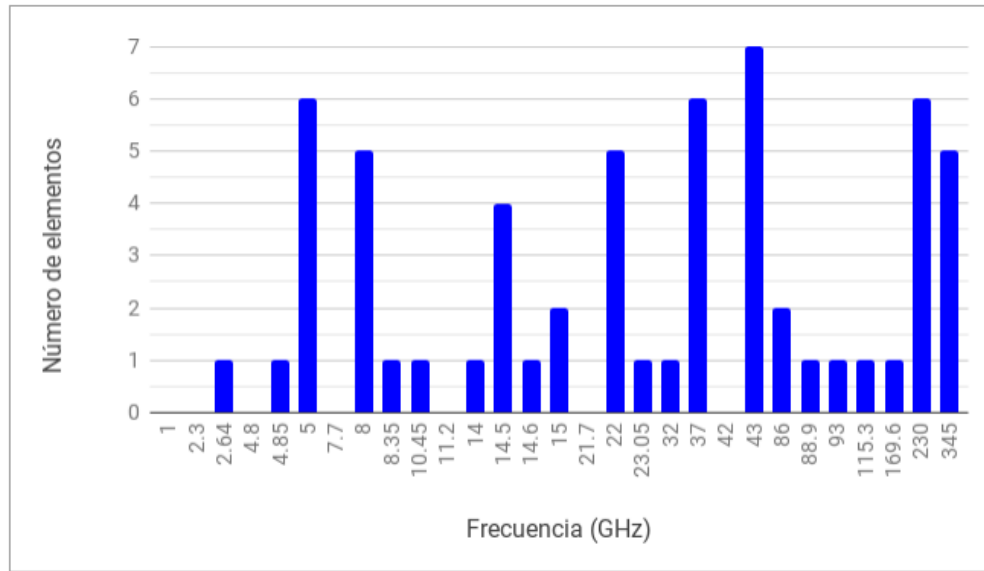


Figura 4.1 Número de Blazares de la muestra del OAN-SPM observados a frecuencia de radio entre 2.64 y 345GHz.

Los objetos seleccionados para este estudio son aquellos que poseen flujos mayores o iguales a 1 Jy ($\sim \frac{10^{-26} \text{ W}}{\text{m}^2 \text{ Hz}}$) en su etapa inactiva a las frecuencias entre 2.64 y 345 GHz. Estos flujos en radio pueden variar alcanzando valores mucho mayores cuando los Blazares se encuentran en una etapa de actividad.

La Figura 4.2 presenta una muestra de cinco Blazares de la muestra del OAN-SPM (A0235+164, 3C279, 3C 454.3, BL Lacertae y PKS 1510-089) que despliegan una gran variación en sus flujos de radio de su estado inactivo a la etapa de actividad. Algunos de estos Blazares presentan una gran actividad a las frecuencias de 230 y 345 GHz, como 3C

454.3 y BL Lacertae. Otros, tal como A0235+164, 3C279 y PKS 1510-089 presentan mayores cambios a frecuencias menores a 115 GHz.

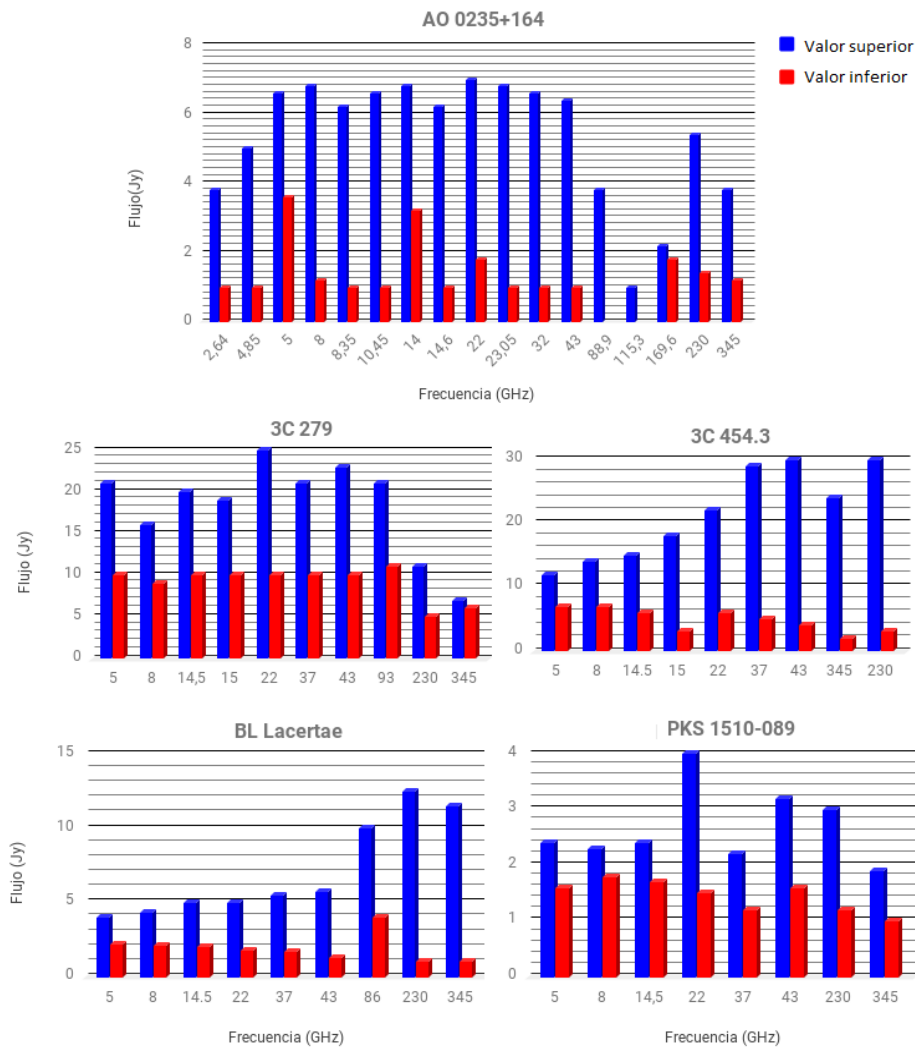


Figura 4.2: Rango de variaciones de flujos observados de cinco Blazares de la muestra del OAN-SPM para frecuencias de radio entre 5 y 345 GHz. Se indican los flujos observados máximos (azul) y mínimos (rojo) para cada frecuencia.

En conclusión se analizan los objetos a una frecuencia de 230 GHz no solo porque hay más. Si no que a pesar de que es posible escoger cualquier radiómetro que trabaje de 100 GHz (límite inferior dado por las imperfecciones del espejo que se mencionará más adelante) a 300 GHz (límite superior dado por el índice de vapor de agua), se desea captar la segunda línea de emisión del monóxido de carbono, que se encuentra a 230 GHz. El CO al ser un dipolo eléctrico considerable, emite en mayor intensidad que otras moléculas; permitiéndole a los

astrónomos poder correlacionar esta línea de emisión, con diferentes tipos de átomos y moléculas.

4.2 RADIOTELESCOPIO CON UNA SOLA ANTENA

Para alcanzar el objetivo de analizar estos Blazares con una sola antena, se pensó en utilizar el equipo que se encuentra ya disponible y así reducir costos. Actualmente el Instituto de Astronomía de la UNAM posee un espejo primario de 1.5 m con una calidad de superficie de $\sim 30 \mu\text{m}$ RMS (Figura 4.3) y un radiómetro de 210 GHz ($\lambda \sim 1.43 \text{ mm}$) (Figura 4.4).



Figura 4.3:Espejo de 1.5 metros del IA-UNAM

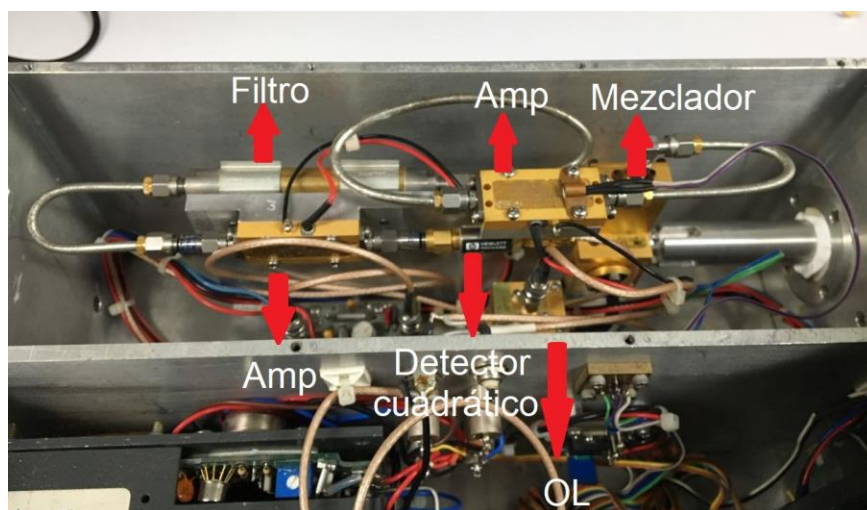


Figura 4.4:Receptor heterodino del IA-UNAM

El radiómetro consta de un mezclador en segundo armónico, un oscilador Gunn, a 105 GHz y un filtro pasa banda con un ancho de banda de 300 MHz, dos amplificadores a la frecuencia intermedia y un detector de microondas coaxial HP8471E (APÉNDICE A. 1). El detector es sensible a frecuencias de 0.01 a 12 GHz y con una entrada de -30 a 0 dBm genera una salida de 2 a 500 mV. El radiómetro tiene una temperatura de ruido de 2,040 K medida en el laboratorio.

Utilizando las hojas de datos de los diferentes componentes del radiómetro ya referenciados, el mezclador de segundo armónico junto con el oscilador genera una pérdida de -10 dB, la etapa de amplificación una ganancia de 80 dB y si se desprecian las pérdidas en el filtro pasa banda, la ganancia total según la ecuación (3-8) es de aproximadamente 70 dB.

Tabla 4-1:Parámetros del radiómetro del OAN-SPM

Parámetro	Valor
Frecuencia	210 GHz
Ancho de banda	300 MHz
Ganancia Total	70 dB
Temperatura de Ruido Receptor	2,041 K
Máximo tiempo de integración estable	180 segundos

A la frecuencia de operación del radiómetro, el contenido de vapor de agua en el OAN-SPM no sería un problema, ya que a la frecuencia de 210 GHz la opacidad de la atmósfera no afecta las observaciones para los meses de octubre a mayo, donde el promedio del contenido de vapor de agua es 2.5mm. Además, las observaciones de los Blazares de la muestra serian observados durante la noche, para obtener observaciones simultaneas al óptico, cuando se obtienen los menores valores de vapor de agua condensable (Hiriart et al. 1997).

No se encontró reporte de la calidad de superficie del espejo de 1.5m, pero como éste era usado para estudios de flujo infrarrojo ($\lambda \approx 2.2 \mu\text{m}$), es factible pensar que deberá tener al

menos una calidad de superficie del orden de 30 $\mu\text{m rms}$. Gracias a la ecuación de Ruze (D.Kraus, 1986),

$$\alpha = e^{\left(-\left(\frac{4\pi\delta}{\lambda}\right)^2\right)}$$

es posible tener una eficiencia de la superficie $\approx 93\%$ operando a $\lambda=1.43\text{mm}$ ($\nu=210\text{ GHz}$).

Utilizando el espejo y radiómetro descritos, se analizarán en diversos casos, cuáles parámetros de estos sistemas (diámetro de antena y temperatura de ruido del receptor) deberán ser modificados para poder observar TeV Blazares cuyos flujos son mayores a 1 Jy a 210 GHz. Un resumen de los resultados finales de los cálculos presentados en los párrafos siguientes se muestra en la Tabla 4-2.

4.2.1 Caso 1. (Espejo y radiómetro del OAN-SPM)

Al trabajar con frecuencias milimétricas se tendrá como modelo general el esquema de receptor heterodino mostrado en la Figura 3.4. A la entrada del detector de ley cuadrática debemos tener un señal cuya potencia este entre 0 y -30 dBm según el radiómetro que actualmente posee el IA. En todos los casos el mínimo flujo con la que se trabajará es 1 Jy ($\sim \frac{10^{-26} \text{ W}}{\text{m}^2 \text{ Hz}}$). Si se multiplica este valor por el área efectiva de la antena que actualmente posee IA-UNAM (1.77 m^2), se obtiene una densidad espectral de $w= 1.77 \times 10^{-26} \frac{\text{W}}{\text{Hz}}$. Y por medio del ancho de banda de 300 MHz del filtro pasa banda, se obtiene una potencia de $5.31 \times 10^{-18} \text{ W} \sim -143 \text{ dBm}$. Si esta señal se transmite por el receptor (se suma los 70 dB), a la entrada del detector de ley cuadrática se tendrá $\sim -73 \text{ dBm}$, que se encuentra fuera del rango dinámico del detector de ley cuadrática HP8471E. Entonces para que este detector opere a -15 dBm a su entrada (para tener un rango dinámico simétrico del detector) se necesitaría una ganancia extra de 58 dB.

De pruebas en el laboratorio utilizando el criterio de la varianza de Allen (Allen Variance) se encuentra que el receptor es estable hasta un tiempo máximo de integración de 3 minutos. Con este tiempo de integración la temperatura mínima que detectará este sistema será de $\Delta T_{\text{Min}} = 18 \text{ mK}$. Esta se calculó utilizando la ecuación (3-5) donde el $\tau=3 \text{ min}$ (criterio

experimental) y $\Delta\nu=300$ MHz (ancho de banda del filtro). Lamentablemente esto no es suficiente, ya que si se utiliza la ecuación (3-2) se obtiene que el Blazar genera una temperatura de antena $T_A=0.64$ mK, la cual es mucho menor que la temperatura mínima que puede detectar esta configuración. En futuros casos se tomará como mínimo un factor de 3σ para asegurar la detección, donde $\sigma = \Delta T_{Min}$ y este valor debe ser igual o menor a T_A .

Para el espejo de 1.5m operando a 210 GHz por medio de la ecuación (3-3) se obtiene una resolución angular de 1.12 mrad $\sim 3.8'$.

4.2.2 Caso 2. (Radiómetro OAN-SPM y nueva antena)

Una forma de solucionar el problema de detección es aumentar el diámetro de la antena y conservar el receptor de la figura Figura 4.4. Como $T_R \gg T_{sys}$ se despreciará su efecto; siendo así que la T_{sys} se conserva (ecuación (3-4)), por lo que $\Delta T_{Min}=18$ mK (ecuación (3-5)). Tomando el parámetro de 3σ , la temperatura mínima de antena deberá ser 54 mK y por lo tanto su área efectiva deberá ser de 149 m² (ecuación (3-2)) en otras palabras un diámetro de 13.7 m, el cual sería el mínimo valor que se puede utilizar con este receptor.

Al no cambiar el receptor su ganancia seguirá siendo de 70 dB. La potencia colectada por la antena en ancho de banda de 300 MHz sería de 2.235×10^{-16} W ~ -126 dBm. Por lo cual con agregar un amplificador extra de FI con ganancia de 41 dB se tendría a la entrada del detector cuadrático una potencia de -15 dBm.

La resolución angular con el nuevo diámetro de antena de 13.7 m sería de $\theta = 1.25 \times 10^{-4} \approx 26''$ (ecuación (3-3)).

4.2.3 Caso 3. (Espejo del OAN-SPM y nuevo radiómetro)

Otra forma para asegurar la detección conservando la antena de diámetro de 1.5 m (Figura 4.3), sería cambiando el mezclador del radiómetro del OAN-SPM por uno criogénico, pasando así de $T_{sys}=2041$ K a $T_{sys}=700$ K. Si se conserva el mismo ancho de banda y

tiempo de integración se tendría $\Delta T_{\min} = 6 \text{ mK}$ (ecuación (3-5)). Aún muy por arriba de la temperatura de antena 0.64 mK que produce un Blazar con un flujo de 1 Jy .

Es posible bajar aún más la temperatura de ruido del receptor utilizando la tecnología SIS (*Semiconductor-Isolator-Semiconductor*) a temperaturas criogénicas como se utiliza en el *Submillimeter Array* (SMA) en Hawái (APÉNDICE A. 2). Con esa tecnología se logra $T_{\text{sys}} = 80 \text{ K}$ para su receptor a 230 GHz . Además, aumentan el ancho de banda a 50 GHz por lo que obtienen $\Delta T_{\text{MIN}} = 0.53 \text{ } \mu\text{K}$ para un tiempo de integración de 180 segundos (ecuación (3-5)).

La potencia a la entrada del receptor en $\Delta \nu = 300 \text{ MHz}$ será de $5.31 \times 10^{-18} \text{ W} \sim -143 \text{ dBm}$; mientras que usando la tecnología del SMA sería de $8.9 \times 10^{-16} \sim -120$. Por lo que para el primer caso se necesitará agregar una ganancia total de 58 dB y para el segundo caso de 35 dB . Esto con la idea de alcanzar la entrada deseada de -15 dBm a la entrada del detector de ley cuadrática.

En ambos casos al no cambiar el diámetro de la antena, la resolución angular sigue siendo de $3.8'$ (ecuación (3-3)).

4.2.4 Caso 4.(Nuevo receptor y antena)

En el último caso se verá la respuesta de los dos receptores anteriores, asegurando además la detección del objeto. Dadas las temperaturas más bajas obtenibles con el receptor del OAN-SPM usando mezclador criogénico y la tecnología del SMA; la pregunta ahora sería ¿Cuál es el diámetro mínimo de antena para detectar la señal de los Blazares usando cada uno de estos receptores?

Como ya se determinó anteriormente el $\Delta T_{\text{MIN}} = 6 \text{ mK}$ para el sistema criogénico y $\Delta T_{\text{MIN}} = 53 \text{ } \mu\text{K}$ para el del SMA (ecuación (3-5)).

En el caso criogénico el radiómetro del OAN-SPM tendría una $A_{\text{eff}} = 49.68 \text{ m}^2$, con un diámetro de 7.95 m. La Densidad espectral $= 4.96 \times 10^{-25} \frac{\text{W}}{\text{Hz}}$ por lo cual su potencia a la entrada del receptor es igual a $1.49 \times 10^{-16} \text{ W} \sim -128 \text{ dBm}$ y se necesitaría agregar una ganancia de 43 dB. La resolución angular es de 2.19×10^{-4} radianes $\sim 45''$ (ecuación (3-3)).

Usando la tecnología del SMA, el parámetro de 3σ y la ecuación (3-2), se obtiene un $A_{\text{eff}} = 0.439 \text{ m}^2$, otorgando así un diámetro de 0.74 m. La densidad espectral de $4.39 \times 10^{-27} \frac{\text{W}}{\text{Hz}}$ y la potencia a la entrada del receptor $2.195 \times 10^{-16} \text{ W} \sim -126 \text{ dBm}$ por lo cual se necesita agregar una ganancia de 41 dB. La resolución angular: $\theta = 2.3 \times 10^{-3}$ radianes $\sim 8'$ (ecuación (3-3)).

Tabla 4-2: Parámetros físicos calculados para los diferentes casos de antena sencilla

Caso	D (m)	T _{sys} (K)	B (MHz)	w($\frac{\text{watts}}{\text{Hz}}$)	W(watts)	Señal predetector (dBm)	θ	ΔT _{MIN} (mK)	T _A (mK)
1	1.5	2,040	300	1.77×10^{-26}	5.31×10^{-18}	-73	3.8'	18	0.64
2	13.7	2,040	300	1.47×10^{-24}	4.41×10^{-16}	-56	26"	18	54
3	1.5	700	300	1.77×10^{-26}	5.31×10^{-18}	-73	3.8'	6	0.64
	1.5	80	50,000	1.77×10^{-26}	8.9×10^{-16}	-50	3.8'	0.053	0.64
4	7.9	700	300	4.9×10^{-25}	1.3×10^{-16}	-58	45''	6	18
	0.74	80	50,000	4.4×10^{-27}	2.2×10^{-16}	-56	8'	0.053	0.159
	2.2	700	50,000	3.86×10^{-26}	1.93×10^{-15}	-47	2.7'	0.446	1.4

En resumen, con lo mostrado en la Tabla 4-2, el caso 1 y la primera división del caso 3 (ejemplo del estado criogénico), no es posible la detección. Esto debido a que la T_{min} que puede detectar el sistema es mucho mayor a lo que está recibiendo la antena.

Se podría analizar un último caso en donde combine el estado criogénico y la tecnología del SMA. Para ello se planea usar la tecnología SIS, y solo utilizar la tecnología de mezclador schotky a una temperatura de 700 K. Por lo cual se trabajaría con un ancho de banda de 50

GHz. Al realizar nuevamente los cálculos se deduce que el diámetro debe ser de 2.2 m (ecuación (3-2) y (3-5)) y su resolución angular sería de 2.7' (ecuación (3-3))..

4.3 INTERFERÓMETRO

4.3.1 Interferómetro de 2 antenas

Según lo mostrado en la Figura 4.5, la resolución angular no es suficiente para ningún caso; ya que se absorbería señales de otros objetos celestes que no son parte de este estudio. En este sentido el que mejor funcionaría es la antena de 13.7 m del caso 2, pero este solo sería suficiente para el objeto 3C 279 y el AO235+164.

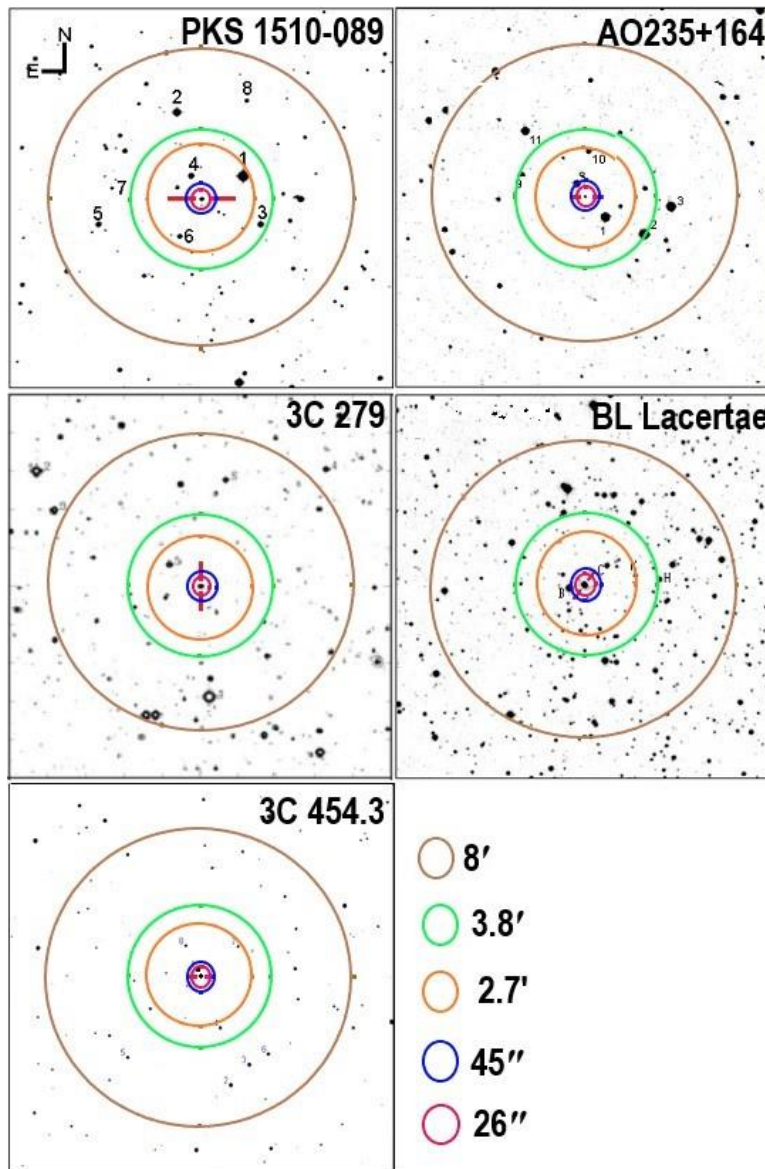


Figura 4.5: Relación del campo visual de los objetos estudiados con las resoluciones angulares de los diferentes casos estudiados para la antena sencilla.

La construcción de una superficie reflectora de diámetro grande para obtener una buena resolución a frecuencias milimétricas es tecnológicamente complicada ya que se deberá mantener el error de superficie rms dentro de los valores expresados por la ecuación de Ruze. Entonces, para mejorar la resolución angular de nuestro radiotelescopio la opción apropiada es utilizar un arreglo de antenas pues podemos hacer uso de la detección coherente de la señal. De aquí que la opción sea el uso de un interferómetro.

El caso más sencillo de analizar es un interferómetro de dos elementos. Cada elemento consistiría en una antena de 2.2 metros y un receptor como el del OAN-SPM con $T_{sys} = 700$ K y ancho de banda de 50 GHz. Esto porque se desea conservar el diseño del receptor actual del IA, con los valores óptimos obtenidos. La ecuación (3-17) muestra que la resolución angular se puede disminuir tanto como se desee; ya que el denominador ahora es la separación entre las dos antenas. Un caso realista sería trabajar con una resolución angular de 10" (la cual se escogió porque es suficiente para los objetos seleccionados). Utilizando la ecuación (3-17), se obtiene que la distancia entre las antenas debe ser de 28.9 m.

La sensibilidad del interferómetro de dos elementos está dada por la ecuación (3-19) y se obtiene en este caso que $\Delta T_{min} = 0.32$ mK.

4.3.2 Interferómetro de 3 antenas

Como es de imaginar cada vez que se agrega un nuevo elemento al interferómetro, el costo del proyecto aumenta considerablemente, aproximadamente \$26000 por cada antena añadida. Pero en este caso se necesita como mínimo 3 antenas para lograr la cerradura de fase, y así eliminar errores que se puedan introducir por las diferencias en camino ópticos de cada una de las señales llegando a los elementos del interferómetro.

Se decidió así considerar un triángulo equilátero de 28.9 m de lado (ya que se conserva los 10"), y en el que cada una de las antenas se encontraría en los vértices de este triángulo. Una línea de base estaría en la dirección Este-Oeste y la otra en la dirección perpendicular hacia el Norte. Cada una de las antenas tendría un sistema de guiado que mantendría el objeto a ser observado en el centro del lóbulo principal de cada antena. Además, es necesario sincronizar los osciladores de cada uno de los radiómetros, ya sea por medio de un PLL que envía una señal eléctrica; o por fibra óptica que transmite un haz de luz (este sería el caso más recomendado por la distancia entre las antenas).

Esta configuración final otorga los 10" necesarios para la lista de objetos seleccionados y una sensibilidad de $\Delta T_{min} = 0.19$ mK (ecuación (3-19)), para el receptor del OAN-SPM

operando su mezclador a temperatura criogénica para obtener $T_{\text{sys}} = 700 \text{ K}$ y con un ancho de banda de 50 GHz en un tiempo de integración de 180 segundos.

Un resumen de los casos mencionados anteriormente para el interferómetro, se muestran en la Tabla 4-3.

Tabla 4-3: Parámetros físicos calculados para los casos del interferómetro

Número de Antenas	D (m)	T_{sys} (K)	B (MHz)	b (m)	W(watts)	Θ	ΔT_{MIN} (mK)	T_A (mK)
2	2.2	700	50000	28.9	1.93×10^{-15}	10"	0.32	1.4
3	2.2	700	50000	28.9	1.93×10^{-15}	10"	0.19	1.4

CAPÍTULO 5 CONCLUSIONES Y RECOMENDACIONES

5.1 CONCLUSIONES:

1. Se determinó estudiar 5 Blazares (A0235+164, 3C279, 3C454.3, BL Lacertae y PKS 1510-089) donde el menor flujo que estos poseen es 1 Jy. Estos serán analizados a una frecuencia de 210 GHz, ya que a este valor no le afecta el índice de vapor de agua ni las imperfecciones del plato en la antena que posee actualmente el IA-UNAM.
2. En el caso de emplear una sola antena, se determina que al utilizar el espejo de 1.5m y radiómetro a 210 GHz actual del OAN-SPM, es imposible la detección de estos objetos. Para poder lograr su detección se necesita disminuir la temperatura de ruido del receptor operándolo a temperatura criogénica, aumentar el ancho de banda del filtro pasa banda en el receptor e incrementara el diámetro de la antena. Pero aún con todas las modificaciones realizadas la resolución angular para una sola antena no es suficiente para discriminar la presencia de otras fuentes en el lóbulo principal de la antena.
3. Un interferómetro de dos antenas mejora la resolución angular, ya que esta depende de la distancia de separación de las antenas. Lamentablemente surge un nuevo problema, el error por interferencia en una de las antenas. Es por esto por lo que, aunque aumente el costo del proyecto, se recomienda utilizar 3 antenas para forjar la cerradura de fase. Además, se obtiene una sensibilidad mucho mayor que la necesaria.
4. Se determina que se debe usar un interferómetro de 3 antenas de 2.2 m, a 700 K, con un ancho de banda de 50 GHz y estar sincronizados con fibra óptica sus osciladores locales. Estas antenas deben estar separadas en forma de triángulo a una distancia de 28.9 m y además a cada uno de los radiómetros es necesario agregar un amplificador de 32 dB, para alcanzar el valor deseado antes de llegar al detector.

5.2 RECOMENDACIONES

1. Realizar la medición de la calidad de la superficie del espejo de 1.5m para comprobar las suposiciones hechas en los cálculos presentados aquí.
2. Medir nuevamente la estabilidad del radiómetro en el laboratorio para ver la forma en que pueda extenderse el tiempo de integración del radiómetro (actualmente es de 180 s) y así obtener una mayor sensibilidad.
3. Diseñar un nuevo alimentador al radiómetro pues el ancho del haz actual ~ 9 grados sobre iluminaría el secundario en foco Cassegrain y sub-iluminaría el primario en foco primario. Lo cual de forma experimental

BIBLIOGRAFÍA

- Abdo, A. A.; Ackermann, M.; Agudo, I.; et,al2010The Spectral Energy Distribution of Fermi Bright Blazars*APJ*71630-70
- Abdo, A. A.; Ackermann, M.; Ajello, M.; et,al2010A change in the optical polarization associated with a γ -ray flare in the blazar 3C279*NAT*463919-923
- Acciari, V. A.; Aliu, E.; Aune, T.; Beilicke, M.; et,al2009Multiwavelength Observations of a TeV-Flare from W Comae*APJ*707612-620
- Ackermann, M.; Ajello, M.; Ballet, J.; et,al2012Multi-wavelength Observations of Blazar AO 0235+164 in the 2008-2009 Flaring State*APJ*751159
- Arizona Radio Observatory*What is Submillimeter Astronomy*
- Benitez, E. et al. 2011, *RevMexAA CS*, 40, 44
- Böttcher, M.; Fultz, K.; Aller, H. D.; Aller, M. F.; et,al2009The Whole Earth Blazar Telescope Campaign on the Intermediate BL Lac Object 3C 66A in 2007-2008*APJ*694174-182
- Carnerero, M. I.; Raiteri, C. M.; Villata, M.;et,al2015Multiwavelength behaviour of the blazar OJ 248 from radio to γ -rays*MNRAS*4502677-2691
- Condon, J. J., & Ransom, S. M. (14 de Marzo de 2016). *National Radio Astronomy Observatory*. Obtenido de National Radio Astronomy Observatory: <https://www.cv.nrao.edu/course/astr534/Interferometers2.html>
- Condon, J. J., & Ransom, S. M. (14 de Marzo de 2016). *National Radio Astronomy Observatory*. Obtenido de National Radio Astronomy Observatory: <https://www.cv.nrao.edu/course/astr534/Interferometers1.html>
- D.Kraus, J. (1986). *Radio Astronomy*. Cygnus-Quasar Books.
- D'Ammando, F.; Pucella, G.; Raiteri, C. M.;et,al2009AGILE detection of a rapid γ -ray flare from the blazar PKS 1510-089 during the GASP-WEBT monitoring*AAP*508181-189
- D'Ammando, F.; Raiteri, C. M.; Villata, M.;et,al2011AGILE detection of extreme γ -ray activity from the blazar PKS 1510-089 during March 2009. Multifrequency analysis*AAP*529A145
- ESO *ALMA: Atacama Large Millimeter/submillimeter array*

- Hayashida, M.; Madejski, G. M.; Nalewajko, K.; et,al2012The Structure and Emission Model of the Relativistic Jet in the Quasar 3C 279 Inferred from Radio to High-energy γ -Ray Observations in 2008-2010*APJ*754114
- Hiriart, D. 2003, *RevMexAA*, 39, 119
- Hiriart, D. Valdez, J., Zaca, P., & Medina, J. L. 2002, *PASP*, 114, 1150
- Hiriart, D., Goldsmith, P. F., Skrutskie, M. F., & Salas, L 1997, *RevMxAA*, 33, 59
- Ho, P., Moran, J., & Yung Lo, K. (2004). The Submillimeter Array. *Astrophysical Journal*, L1-L6.
- Otárola, A.; Hiriart, D.; Pérez-León, J. E. (2009) "Statistical Characterization of Precipitable Water Vapor at San Pedro Martir Sierra in Baja California", *RevMexAA*, 45,161
- Palma, N. I.; Böttcher, M.; de la Calle, I.; et,al2011Multiwavelength Observations of the Gamma-Ray Blazar PKS 0528+134 in Quiescence*APJ*73560
- Raiteri, C. M.; Stamerra, A.; Villata, M.;et,al. (2015). The WEBT campaign on the BL Lac object PG 1553+113 in 2013. An analysis of the enigmatic synchrotron emission. *MNRAS*, 454, 353-367.
- Raiteri, C. M.; Villata, M.; Aller, M. F.;et,al2011The long-lasting activity of 3C 454.3. GASP-WEBT and satellite observations in 2008-2010*AAP*534A87
- Raiteri, C. M.; Villata, M.; D'Ammando, F.;et,al2013The awakening of BL Lacertae: observations by Fermi, Swift and the GASP-WEBT*MNRAS*4361530-1545
- Raiteri, C. M.; Villata, M.; Smith, P. S.; et,al2012Variability of the blazar 4C 38.41 (B3 1633+382) from GHz frequencies to GeV energies*AAP*545A48
- RF and wireless: The engineering resource*2015
- Sorcia et al. 2011, *RevMexAA CS*, 40, 131 “*The Future of Small Telescopes in the New Millennium*”, (Terry D. Oswart Editor, Springer, ISBN:978-1-4020-0951-8
- The Submillimeter Array2004*Astrophysical Journal*L1-L6
- Vercellone, S.; D'Ammando, F.; Vittorini, V.; et,al2010Multiwavelength Observations of 3C 454.3. III. Eighteen Months of Agile Monitoring of the "Crazy Diamond"*APJ*712405-420
- Villata, M.; Raiteri, C. M.; Gurwell, M. A.; et,al2009The GASP-WEBT monitoring of 3C 454.3 during the 2008 optical-to-radio and γ -ray outburst*AAP*504L9-L12

Villata, M.; Raiteri, C. M.; Larionov, V. M.; et,al2008Multifrequency monitoring of the
blazar 0716+714 during the GASP-WEBT-AGILE campaign of 2007*AAP48/L79-*
L82

APÉNDICES

APÉNDICE A. 1: HOJAS DE DATOS DEL RECEPTOR QUE CONSERVA EL IA-UNAM SEDE ENSENADA



112126

HP 8471E Coaxial RF & Microwave Detectors 0.01 GHz – 12 GHz

Technical Data

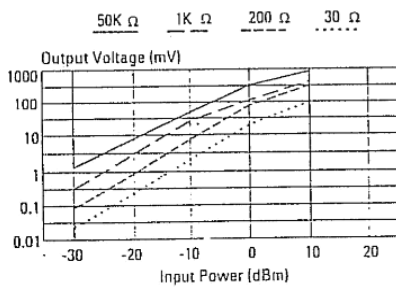


Figure 1. Typical transfer characteristics.

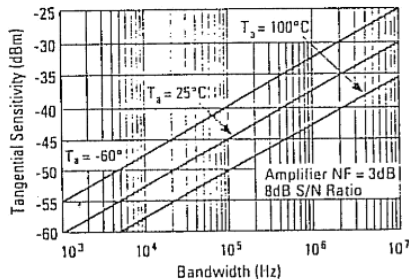


Figure 2. Typical tangential sensitivity.

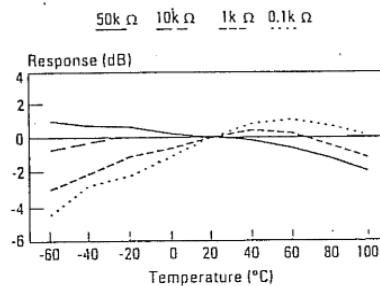


Figure 3. Typical output response with temperature ($P_{IN} \leq 20$ dBm).

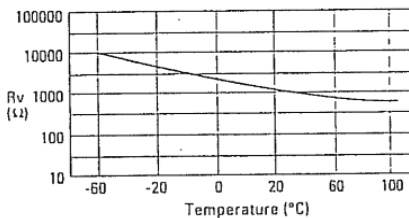
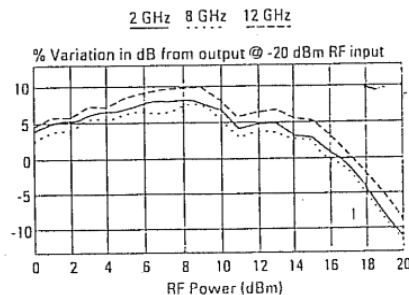


Figure 4. Typical video impedance variation with temperature.



Features and Description

- Zero Bias
- Environmentally Rugged
- SMA Connector

The HP 8471E Detector is a Planar Doped Barrier detector offering the characteristics of the HP 8474 line of PDB detectors in an economical package. It is available with an SMA RF connector and an SMC video connector.

The detector is designed for use in RF and microwave instrumentation and systems applications as the detecting element in leveling loops, for power monitoring and for wideband video detection.

Figure 5. Typical square law deviation.

Specifications

Frequency Range: 0.01 – 12 GHz
Frequency Response: ± 0.23 dB (0.01 – 4 GHz); ± 0.6 dB (4 – 8 GHz); ± 0.85 dB (8 – 12 GHz)
SWR: < 1.2 (0.01 – 4 GHz); < 1.7 (4 – 8 GHz); < 2.4 (8 – 12 GHz)
Low Level Sensitivity: 0.4 mV/ μ W
Max. Operating Input: 200 mW
Typical Short-term Max. Input: 0.75 Watt
Noise: < 50 μ V
 (μ V peak-to-peak with CW power applied to produce 100 mV output, 400 kHz BW)
Output Polarity (STD): Negative
 (003): Positive

Note: Above specifications are at 25° C and ≤ 20 dBm unless otherwise specified.

Environmental

Operating Temperature: -20° to +85° C
Non-Operating Temperature: MIL-STD 883, Method 1010: (-55° to +85°)
Vibration: MIL-STD 883, Method 2007: (0.6" D.A. 20 to 80 Hz and 20g, 80 to 2000 Hz)
Shock: MIL-STD 883, Method 2002.1: (500g, 0.5 ms)
Altitude: MIL-STD 883, Method 1001: (50,000 ft, 15,240 m)
Moisture Resistance: MIL-STD 883, Method 1004.1: (25° to 40° C, 95% RH)
RFI: MIL-STD 461C (meets Part 7, degraded by 10 dB)

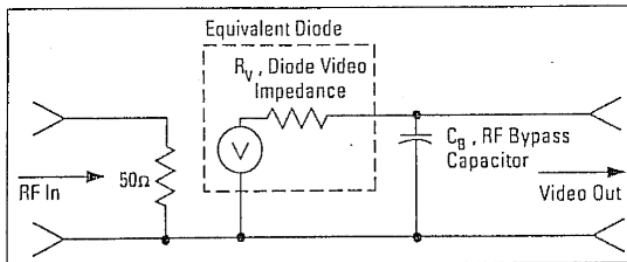


Figure 6. Equivalent circuit for HP 8471E with typical parameter values.

Typical Values:

R_v (diode video impedance) = 1.5 k Ω *
 C_b (RF bypass capacitor) = 30 pF nominal
 T_R (10 to 90% risetime) = $2.2 \frac{(R_{LOAD})(R_v)}{R_{LOAD} + R_v} (C_b + C_{LOAD}) = \frac{0.35}{BW}$

*@ 25° C and $P_{IN} \leq 20$ dBm (see Figure 3)

HP 8471E	
A:	7.9 (0.31)
B:	39.16 (1.54)
C:	9.26 (0.36)
Connector: SMA (m) input; SMC (m) output	
Net Weight: 38.8 grams (1.37 oz.)	

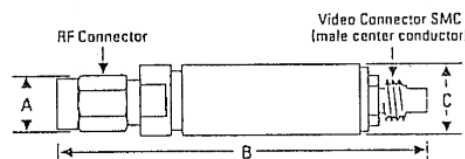


Figure 7. HP 8471E

For more information, call your local HP sales office listed in the telephone directory white pages. Ask for the Test and Measurement Department, or write to Hewlett-Packard:

United States
 P.O. Box 10301
 Palo Alto, CA 94303-0890
 U.S.A.

Canada
 6877 Goreway Drive
 Mississauga, L4V 1M8
 Ontario

Europe, Africa, Middle East
 Central Mailing Dept.
 P.O. Box 529
 1180 AM Amstelveen
 The Netherlands

Japan
 Yokogawa-Hewlett-Packard Ltd.
 29-21, Takaido-Higashi 3-chome
 Suginami-ku, Tokyo 168

Elsewhere in the World:
 Hewlett-Packard Company
 Intercontinental Headquarters
 3495 Deer Creek Road
 Palo Alto, CA 94304-1393 U.S.A.

Data Subject to Change
 September 1989

Printed in U.S.A.
 5952-0802



Millimeter and Submillimeter Components, Instruments and Subsystems

112112

RADIOMETER # 3

TEST INFORMATION

HARMONIC MIXER

MODEL NO.: MXH-05-2-F222NRREF. NO.: A4253SERIAL NO.: 121

CUSTOMER P.O. NO.: _____

SPECIFICATIONS AND REQUIREMENTS

RF FREQ. RANGE: 208.4 - 208.8 AND 211.2 - 211.6 GHzLO FREQ. RANGE: 105 GHzIF FREQ. RANGE: 1.2 - 1.6 GHzLO HARMONIC
CONVERSION: 2NDNOISE FIGURE (DSB): 9 dB (MAX)

OPERATING CONDITIONS

OPTIMUM RF POWER: N/AOPTIMUM LO POWER: 5-10 mWMAXIMUM LO POWER: 10 mWBIAS VOLTAGE
(INITIAL PRE-LO): -0.883 VBIAS CURRENT
(INITIAL PRE-LO): N/A

TEST DATA

RF (SIGNAL)		LO		IF (OUTPUT)		DC BIAS CONDITIONS		NOISE FIG.
Freq. (GHz)	Power (dBm)	Freq. (GHz)	Power (dBm)	Freq. (GHz)	Power (dB)	V _B (V)	I _B (mA)	(dB)
*	*	105	8.7	1.1	.36	+0.408	N/A	9.68
		105	8.7	1.2	.42	+0.408	N/A	9.04
		105	8.7	1.3	.43	+0.408	N/A	8.94
		105	8.7	1.4	.46	+0.408	N/A	8.66
		105	8.7	1.5	.45	+0.408	N/A	8.76
		105	8.7	1.6	.46	+0.408	N/A	8.66
		105	8.7	1.7	.47	+0.408	N/A	8.57

NOTES: * TESTED RADIOMETRICALLY

TEST ENGINEER: JPCRECORD REF.: A4253-1ADATE: 6/9/94QUALITY CONTROL: LM 52

TEST INFORMATION

FIXED FREQUENCY GUNN DIODE OSCILLATOR

MODEL NO.: GDM-10-0-10

REF. NO.: A4253

SERIAL NO.: 640

CUSTOMER P.O. NO.: A226766

SPECIFICATIONS AND REQUIREMENTS

CENTER FREQUENCY: 105 GHz \pm .1 GHz POWER OUTPUT: 8 dBm \pm 1 dB

MECHANICAL
TUNING RANGE: N/A

BIAS
TUNING RANGE: N/A

OPERATING CONDITIONS

OPERATING VOLTAGE: 9.53 VDC OPERATING CURRENT: .15A

MAXIMUM
OPERATING VOLTAGE: 10.00 VDC THRESHOLD: N/A

TEST DATA (DATA TAKEN AT T_{CASE} = 34 °C)

BIAS TUNING CHARACTERISTICS		
BIAS VOLTAGE (VOLT)	FREQUENCY (GHz)	POWER (mW)
10.00	105.175	9 (9.4 dBm)
9.70	105.062	8 (8.9 dBm)
9.53	105.000	7 (8.7 dBm)
9.30	104.912	7 (8.4 dBm)
9.00	104.799	6 (7.8 dBm)
8.70	104.679	5 (7.2 dBm)
8.50	104.597	5 (6.7 dBm)

NOTES: DATA MEASURED AT ROOM AMBIENT TEMPERATURE

TEST ENGINEER: GARY R. BUNKER

RECORD REF.: #15-138

DATE: 3/10/94

QUALITY CONTROL: LM.

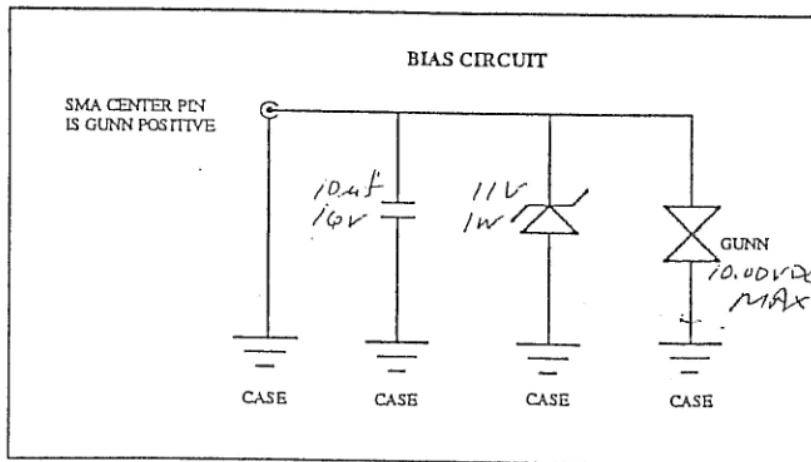
OPERATING INSTRUCTIONS FOR FIXED FREQUENCY GUNN DIODE OSCILLATOR

MODEL GDM-10-0-10 #646

Bias Voltage (Operating) 9.53 VDC
Bias Current (Operating) 0.15 A
Threshold Voltage N/A
Threshold Current N/A
DO NOT EXCEED 10.00 Volts (Bias)

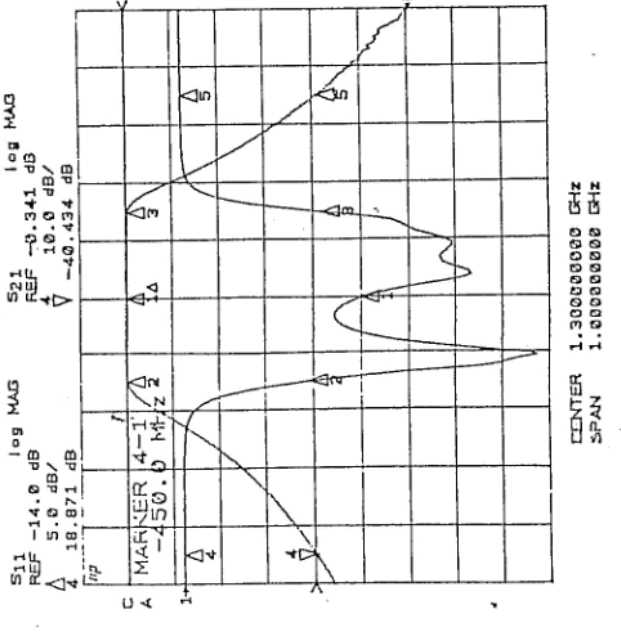
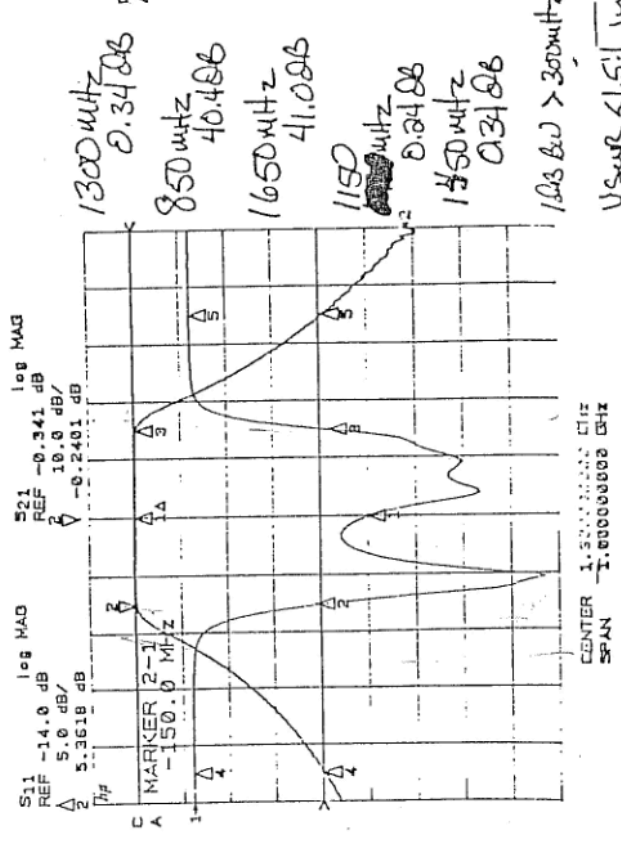
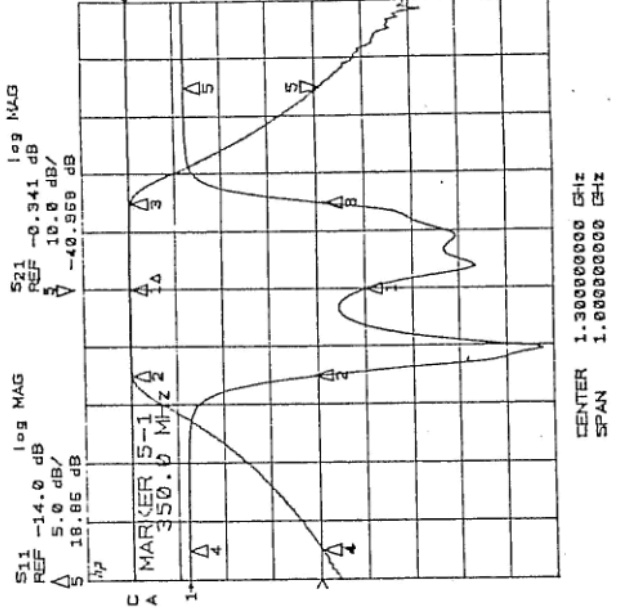
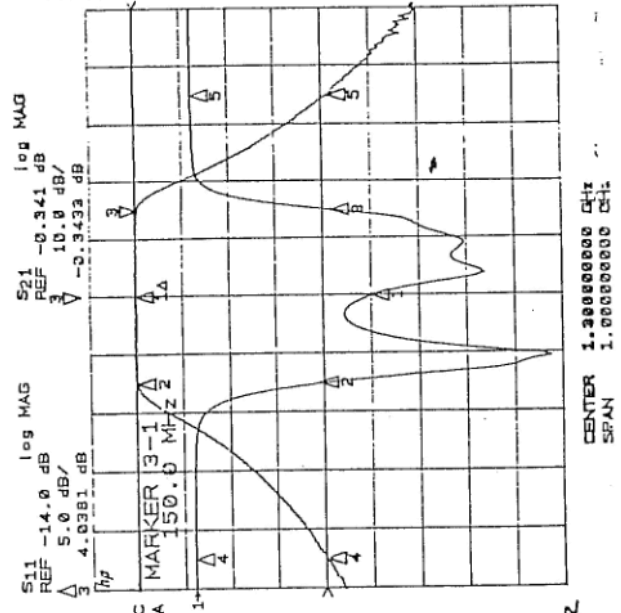
NOTES:

1. Please provide fan cooling to obtain optimal performance.
2. Power supply for the oscillator should be well-regulated and operated under transient-free conditions. Do not exceed the maximum voltage indicated above. The power supply must be capable of supplying 0.2 Amperes above the threshold current stated above.
3. DO NOT CONNECT TO THE OSCILLATOR (SMA CONNECTOR) WITH THE POWER SUPPLY SET ABOVE ZERO VOLTS.



RT NO: <u>FBI/2-1300/300-4/90-280/25A</u>				JOB NO: <u>13911</u>	
RIAL NO: <u>1</u>		TESTED BY: <u>[Signature]</u>		DATE: <u>16 Jan 92</u>	
M: <u>OF:</u>		Q.C.: <u>[Signature]</u>		CUST NO: <u></u>	
EQUENCY <u>Hz</u>		loss dB	VSWR	FREQUENCY <u>Hz</u>	loss dB
CIR-Q-TEL MICROWAVE INCORPORATED					

112122



1300 mHz 0.34 dB
850 mHz 40.4 dB
1650 mHz 41.0 dB
1150 mHz 0.34 dB
1450 mHz 0.34 dB
103 dB > 300 mHz
VSWR < 1.5:1

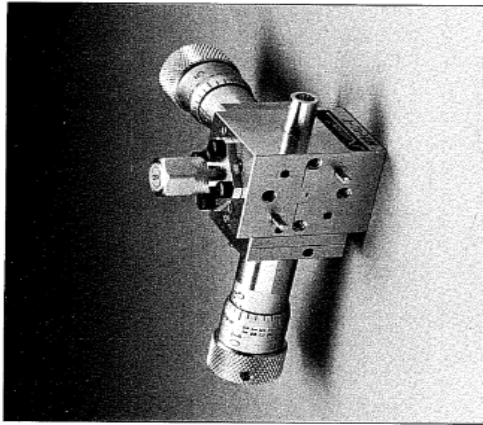
Near-Millimeter Harmonic Mixers

Features

- 1/2 or 1/3 frequency LO
- Low LO power required
- Separate LO and RF ports
- High sensitivity
- Operation to 600 GHz

Applications

- Submillimeter radiometry at frequencies above existing LO's
- Low cost radiometers in millimeter wave band
- Radar cross section modeling



How to Order

MXH-XX-YYY

XX = waveguide options
06, 05, 04, 03, 02, 01, 00
(integral feed horn optional in
bands 02, 01)
Y = harmonic options
2 = second harmonic
3 = third harmonic

* In addition, specify LO frequency and IF band.

Description

Millitech series MXH harmonic mixers are designed for optimum conversion on the second harmonic of the LO. Third harmonic operation is also possible as an option, although a single mixer cannot be optimized for both. These mixers allow operation at frequencies well into the submillimeter range with standard Gunn oscillators or multiplied sources as the LO. The resulting receiver is extremely simple and compact, requiring no diplexer for the LO, and in some cases no external mixer bias. The typical noise figure for a second harmonic mixer is only 1 dB higher than a single ended mixer at the same frequency. Standard models are designed for fixed LO applications, since tune-up is difficult with a variable LO.

For best results these mixers must be used with a low noise LO. InP Gunn's are strongly recommended over GaAs for the LO. IF matching is somewhat more difficult than with a single-ended mixer, thus more limited IF bands are necessary. Typical IF fractional bandwidth is less than 50%.

56

Near-Millimeter Harmonic Mixers

Electrical Specifications

Second Harmonic Mixer Performance³

MODEL	FREQUENCY RANGE ¹ (GHz)	EIA WAVEGUIDE LO	WAVEGUIDE SIGNAL	CONVERSION LOSS, TYP (dB), SSB	NOISE FIGURE TYPICAL (dB), DSB ²
MXH-06	110-170	WR-12	WR-06	9.5	7.0
MXH-05	140-220	WR-10	WR-05	10.0	7.5
MXH-04	170-260	WR-08	WR-04	10.5	8.0
MXH-03	220-325	WR-06	WR-03	11.0	8.5
MXH-02	325-400	WR-05	WR-02	11.5	9.0
MXH-01	400-500	WR-04	WR-01	12.0	9.5
MXH-00	500-600	WR-03	C.F.	13.0	10.0

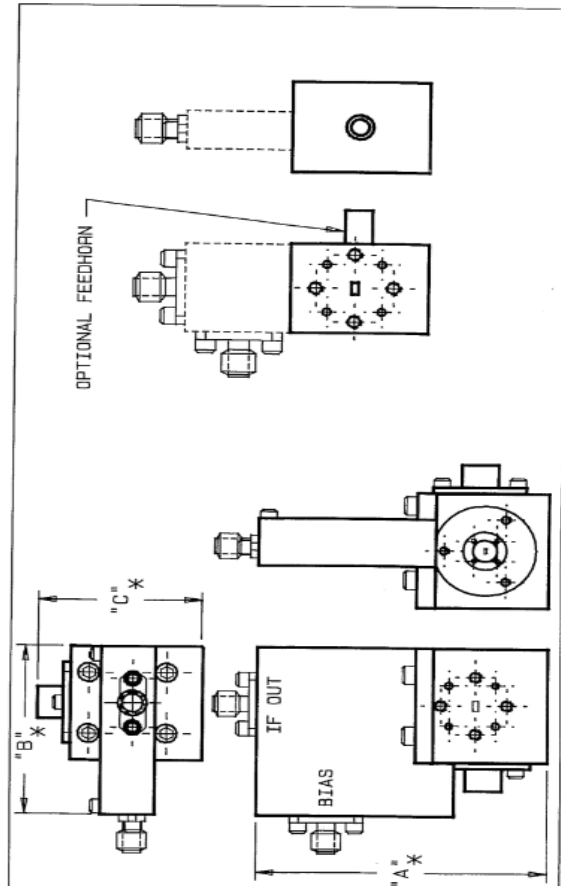
* LO power for all models is 2 to 10 mW optimum, usable down to 0.5 mW.

¹ Performance applies at a fixed LO only.

² Noise figure applies when used with low noise LO source.

³ For third harmonic performance, contact factory.

Outline Drawing



* Dimensions depend upon choice of options. Consult Millitech.

SYSTEM TESTS

112001

Unit #3 RF section was tested on the bench. The mixer bias voltage without LO:

$V_{\text{bias}} = -.881$ Volts

The mixer bias with LO applied:

$V_{\text{bias}} = +.626$ Volts (This is driving the mixer quite hard, but the level was set by Millitech.)

$V_{\text{gunn}} = 9.53$ Volts

Using the HP high sensitivity power meter with a 10 dB attenuator, the following noise measurement was made.

Hot	Cold	Comment	Y	T_{sys}
$2.5 \mu\text{W}$	$2.27 \mu\text{W}$		1.101	2041 K

The components in Unit 3's RF section have the following serial numbers:

Mixer	SN 121
Gunn Oscillator	SN 640
First IF Amplifier	SN 303188
Second IF Amplifier	SN 303189

LOG: August 12, 1994

APÉNDICE A. 2 ARTÍCULO CIENTÍFICO QUE DESCRIBE LA TECNOLOGÍA USADA EN EL SMA

DRAFT VERSION JUNE 16, 2004
Preprint typeset using L^AT_EX style emulatej v. 4/12/04

THE SUBMILLIMETER ARRAY

PAUL T.P. HO

Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, 60 Garden Street, Cambridge, MA 02138
Academia Sinica Institute of Astronomy and Astrophysics, P.O. Box 23-141, Taipei 106

JAMES M. MORAN

Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, 60 Garden Street, Cambridge, MA 02138

AND

KWOK YUNG LO

National Radio Astronomy Observatory, 520 Edgemont Road, Charlottesville, VA 22903
Academia Sinica Institute of Astronomy and Astrophysics, P.O. Box 23-141, Taipei 106

Draft version June 16, 2004

ABSTRACT

The Submillimeter Array (SMA), a collaborative project of the Smithsonian Astrophysical Observatory (SAO) and the Academia Sinica Institute of Astronomy and Astrophysics (ASIAA), has begun operation on Mauna Kea in Hawaii. A total of eight 6-m telescopes comprise the array, which will cover the frequency range of 180-900 GHz. All eight telescopes have been deployed and are operational. First scientific results utilizing the three receiver bands at 230, 345, and 690 GHz have been obtained and are presented in the accompanying papers.

Subject headings: instrumentation; interferometers; submillimeter; telescopes

1. INTRODUCTION

The Submillimeter Array (SMA) Project was conceived at the Smithsonian Astrophysical Observatory in 1983 as a part of a broad initiative by its new director, Irwin Shapiro, to achieve high resolution observational capability across a wide range of the electromagnetic spectrum. The aim of the SMA is to use interferometric techniques to explore submillimeter wavelengths with high angular resolution. One measure of the importance of the submillimeter window derives from the fact that the bulk of the universe is at a relatively cold temperature of about 10K, thereby placing the peak of the radiation curve in the submillimeter and far-infrared range. From the ground, the submillimeter wavelengths are as close as we can get to this radiation peak, and high resolution observations are only possible from the ground until space far-infrared interferometry becomes feasible. Furthermore, many more unique and high excitation molecular lines become available in the submillimeter window. In the 1980s, only single aperture instruments such as the 10-m Caltech Submillimeter Observatory (CSO), the 15-m James Clerk Maxwell Telescope (JCMT), the 10-m Heinrich Hertz Submillimeter Telescope (SMT), and the 3-m Kolner Observatorium für Submillimeter Astronomie (KOSMA) were operating or planning to operate at submillimeter wavelengths. The SMA was designed to increase the available angular resolution by a factor of 30. A formal proposal was presented to the Smithsonian Institution in 1984 (Moran et al. 1984), and was reviewed favorably by the community. Initial funding of the project began with the establishment of a submillimeter wavelength receiver laboratory at SAO in 1987. Two years later, the design study for the SMA (Masson 1992) was funded, and construction funds followed in 1991. Several sites for the

array were considered including Mount Graham in Arizona, a location near the South Pole, and the Atacama desert in Chile (Raffin and Kusunoki 1992). Mauna Kea in Hawaii was ultimately chosen, in part due to the existence of good infrastructure as well as other programmatic reasons, and in 1994 an agreement was reached with the University of Hawaii for the construction of the array in "Millimeter Valley" adjacent to the CSO and the JCMT at an elevation of 4,080 m. This specific location was selected because of the potential for linking up with CSO and JCMT as well as the ability to achieve baselines of at least 500 m without great changes in elevation, with the possibility of even longer baselines in the future.

The initial concept for the SMA was six 6-m telescopes, the parameters of which were driven by: (1) the desire for a fast instrument that would sample the uv plane adequately, even for short observations, (2) the desire to have at least the same collecting area as the existing submillimeter telescopes, (3) the desire for a reasonably large primary beam at the highest frequencies in order to make the pointing requirements manageable and the field of view reasonably large, and (4) the balance between the cost of telescopes, which scales faster than the square of the aperture, and the cost of receivers, electronics, and correlator.

In 1996, the Academia Sinica Institute of Astronomy and Astrophysics joined the SMA project by agreeing to add two more telescopes and all associated electronics, including a doubling of the correlator. The Academia Sinica agreed with the cost effectiveness of this plan and funded the expansion of the SMA as the first astronomical project at ASIAA. The addition of two elements increased the number of instantaneous baselines from 15 to 28, nearly doubling the speed of the array for some applications. While the addition of a partner introduced complications in the construction process, the power of

the SMA and its scientific potential were increased significantly.

SAO personnel designed the telescope, receivers, electronics, and correlator. Fabrication of the mount, the reflector panels and other subsystems was performed by subcontractors, while the assembly was done by SAO staff at the SMA facilities located at Haystack Observatory in Westford, Massachusetts. After initial tests including holography at 94 GHz and interferometry at 230 GHz, the individual telescopes were disassembled, shipped to Hawaii, and reassembled in the SMA assembly hall on Mauna Kea. The Aeronautical Research Laboratory (ARL) in Taiwan was the primary contractor for fabrication of the two telescopes contributed by ASIAA. By the end of 2003, all eight elements of the SMA had been deployed on top of Mauna Kea, and the SMA was formally dedicated on November 22, 2003. Figure 1 shows the completed SMA in a fairly compact configuration.

2. DESCRIPTION OF THE INSTRUMENT

The basic characteristics of the SMA are summarized in Table 1.

2.1. Construction of the Telescopes

In 1992, SAO chose to be the general contractor for construction of the telescopes. While submillimeter wavelength telescopes had already been built by other institutions, the requirements of interferometry presented additional challenges such as the need for exceptional mechanical stability and transportability of the antennas. The massive size of the mount was necessary to provide stability under stringent pointing requirements. The reflector and its backup support structure were designed by Philippe Raffin and the SAO staff (Raffin 1991a; Raffin 1991b). The reflector surface was composed of machined cast aluminum panels, which were chosen over carbon fiber panels due to concerns over conditions on Mauna Kea that can include windblown abrasive volcanic dust and storms that bring heavy snow and thick ice accumulations. In order to achieve the necessary surface accuracy in the manufacturing process, as well as good thermal performance in the field, four rows of individual panels, each about 1 m in size, were employed. A mean surface accuracy of six microns was achieved for the individual panels. To hold the surface in shape, carbon fiber tubes and steel nodes were used to form an open backup structure. The individual panels were attached to the backup structure via four mechanical adjusters per panel. The surfaces were adjusted from the front, as the backup structures were covered by an aluminum skin in order to protect them from the weather. The adjusters not only held the reflector panels to the backup structure, but, because of the over constraint of the four point support, allowed twists within each panel to be corrected. The use of carbon fiber tubes provided a lightweight and rigid structure with a very low thermal expansion coefficient. A linear screw drive was chosen to move the telescope in the elevation direction because it allowed for a large, stable walk-in cabin for the receivers. The receiver cabin was built around the mount in between the elevation bearings, and the optics chosen were bent-Nasmyth via a tertiary mirror behind the center of the reflector. This arrangement allowed the receivers to be maintained with a constant gravity vector in order to

ensure mechanical stability, which was deemed important for receiver stability.

The telescopes were put together in the SMA assembly hall at the MIT Haystack Observatory in Westford, Massachusetts; the first prototype was built in 1996, and an improved version was put into operation in 1997. Two copies of the second prototype operated successfully as an interferometer at 230 GHz in the fall of 1998 at Haystack. These two telescopes were deployed to Hawaii the following year, and obtained first fringes on Mauna Kea in September 1999: a major milestone for the project. From that point on, the production models of the telescopes began to arrive in Hawaii, incorporating improvements in the receiver cabin, electronics, and servo systems. The final versions of the primary reflectors of the telescope, including the carbon fiber backup structures, were assembled on Mauna Kea using a special rotating template. In the last four years, the two telescopes from Taiwan arrived in Hawaii, four more telescopes arrived from Massachusetts, and the original two prototype telescopes were rebuilt in Westford.

2.2. Holographic Adjustments of the Surface

The reflectors were assembled with an initial accuracy of about 60 microns. After the reflectors were installed on the telescope mount, holographic alignment was performed with a 232 GHz radiation source mounted on the catwalk of the Subaru Telescope (Sridharan et al. 2002). Located about 200 m from the center of the array at an elevation angle of about 20°, the test signal was observed through the SMA optics with the subreflectors set to their near field focus positions. The far field beam response of the telescope under study was measured by scanning it while a second telescope provided the phase reference. Amplitude and phase data were acquired with an on-the-fly technique (i.e., continuous movement of the reflector). Fourier transform of the complex map gave the distribution of illumination (amplitude) and surface deviations (phase). The scanning resolution was 33", which corresponded to a spatial resolution on the reflector of about 10 cm. The holographic procedure, while simple in concept, had many subtleties. Corrections for the near field geometry, multiple reflections, and diffraction effects had to be made. The effects of multiple reflections were mitigated by averaging maps with the subreflectors in various focus positions. Typically, three or four rounds of holography and resetting of the panels were required to reach the goal of 12 microns accuracy for the surface at an elevation of 20°. Figure 2 shows the deviations in the surface of one of the reflectors before and after the setting of the surface with this holographic technique. The reflector surfaces have been monitored for long-term stability. On the time scale of several months, the surface accuracy appears to be stable at about 11 microns rms. This includes the changes due to redeployment of the telescope from one pad to another. In the future, holography at 682 GHz will be used for more precision, and a celestial holography capability will be developed to enable studies of the reflector behavior under different conditions of gravitational deformation over a wide range of elevation angle.

The surface accuracy can also be checked by measuring the aperture efficiency of the telescope while observing a planet. Initial measurements indicate 70-75% efficiency

at 230 GHz, 50-60% efficiency at 345 GHz, and about 40% at 680 GHz. Optimization of the surface accuracy of each telescope is continuing.

2.3. Configuration of the Array

For an interferometer array with a small number of elements, the configuration is important for achieving the best uv plane coverage and the best image quality. The design of the SMA configuration was driven by the desire for a uniform sampling of uv plane spacings within a circular boundary, whose radius sets the angular resolution. Scaled Y-configurations such as the VLA are centrally condensed and undersample the long spacings. The redundancies in such configurations have distinct advantages, but compromise the uv plane coverage if the number of elements in the array is small. A configuration based on the Reuleaux triangle, which is an equilateral triangle whose sides have been replaced with circular arcs with the opposite vertices as their centers, was found to provide the most uniform uv plane sampling. By locating the interferometer elements on a curve of constant width such as the Reuleaux triangle, the maximum separation between telescopes is a constant. This ensures that the maximum uv plane spacings lie on a circle, thereby resulting in a circular beam for observations at the zenith. The choice of a triangle, versus a polygon of more sides, ensures that the angles between baseline vectors, and therefore potential differences between projected baselines, are maximized. This results in a more uniform sampling distribution in the uv plane. The sampling of the shorter spacings depends on the actual locations of the array elements on the curves, which was optimized with a neural network search algorithm (Keto 1997). Addition of the two ASIAA telescopes was accommodated within this Reuleaux triangle scheme on an ad hoc basis. The SMA configuration works well for a small number of interferometer elements. For an array with a large number of telescopes, their specific distribution is less critical.

To provide different angular resolutions the array consists of four nested "rings" of 24 pads. Each of the "rings" is an optimized Reuleaux triangle, accommodating up to eight pads. The "rings" are nested in order to share some of the pads and thereby reduce costs. Some compromises were eventually made because of the topography of the site. The actual layout of the pads is shown in Figure 3.

Because of the uneven terrain of the SMA, as well as environmental restrictions, the telescopes had to be transported without the use of rails, as was the case of the VLA. A special transporter was designed to pick up and move the 50-ton telescopes. This piece of equipment drives under its own power, and is nimble enough so that several antennas can be repositioned in a day.

2.4. Receivers and Electronics

The front end receiver electronics in each antenna are housed in closed cycle helium cryostats (Daikin model CG-308SCPT cryo-cooler). The cryostats use a two stage Gifford McMahon system to reach 70 and 15K, respectively, and a Joule-Thompson valve to reach 4K. Each cryostat has room for eight receiver inserts and a capacity of 2.5 watts at 4K (Blundell et al. 1998). An optics cage is mounted above the cryostat, which splits the polarizations of the incoming radiation via a rotating wire

grid and flat mirror assembly. Each of the two polarizations can be directed into separate receivers. This arrangement allows either a dual-polarization mode for maximum sensitivity or polarization measurements, or the simultaneous operation of a high frequency and a low frequency receiver. Optically injected LO sources are also located above the receivers, while a calibration vane, as well as quarter wave plates, can be inserted into the optical path. The quarter wave plates provide circular polarization, but they have only been tested in the single receiver mode at 345 GHz.

Three receiver inserts that cover the 230, 345, and 690 GHz bands are now in operation. The heart of these receivers are double sideband mixers fabricated with niobium SIS junctions, which are cooled to 4.2K along with the second stage HEMT amplifiers. On the SAO side, these junctions were fabricated by JPL. On the ASIAA side, a partnership with National Tsinghua University, Nobeyama Observatory, and the Purple Mountain Observatory produced the junctions (Shi et al. 2002). The instantaneous bandwidths of the receivers are 50, 100, and 60 GHz in the 230, 345, and 690 GHz bands, respectively. The double sideband receiver temperatures in the laboratory setting were about 2, 2.5, and 7 times the quantum limit, or about 25, 35, and 200K, respectively (Blundell 2004). The double sideband receiver temperatures of the operational systems on the Array are currently about 80, 100, and 480K, respectively. Technical descriptions of the receivers can be found in papers by Blundell et al. (1995), Tong et al. (1996), and Tong et al. (2002).

The phase-locked LO sources are based on Gunn Oscillators operating in the 100 GHz range, whose signals have been multiplied with diode doublers and triplers. For lower frequencies, the LO is injected into the optical path via a simple mesh grid. To achieve adequate power at 650 GHz, the LO is injected via a Martin-Puplett diplexer. The LO signals are coupled optically to the mixers from outside the cryostats.

Because of the large number of mechanical parts that must be tuned within the receivers, the goal is to have them under computer control to facilitate remote operation of the system and improve operational efficiency. The position of the wire grids and mirrors in the optical path, the calibration vane, the mechanically tuned LO, the mixers, and the phase-lock loops will all be put under servo control. Much of this capability is already in place for the lower frequency bands (Hunter et al. 2002).

On the telescopes, the receivers have worked quite well, and were able to run for months and years at a time without failure. The cryostats must be warmed up periodically for coldhead maintenance (every 10,000 hrs.), but the junctions themselves are quite robust, despite repeated warming ups and cool downs due to power failures on site.

2.5. Correlator

The SMA correlator has a flexible hybrid analog-digital design. After the first down conversion, the IF band centered at 5 GHz from each receiver is broken up into six contiguous blocks of 328 MHz each, covering a total window of 2 GHz. Each block of 328 MHz, recentered at an IF of 1 GHz, is further split into four chunks of 104 MHz (82 MHz spacing). Thus, a total of 24 chunks

or basebands are derived from each of two receivers for all eight telescopes. A maximum of 384 basebands are therefore presented to the digital part of the correlator, for a maximum of 1344 multi-lag cross correlations. The digital part of the correlator consists of 90 boards, each with 32 custom designed correlator chips. These correlator boards were built by MIT-Haystack as part of the MK IV correlator project (Whitney 2004). Hence, a minimum of two chips can be devoted to each baseband correlation. With 512 lags per correlator chip, a data rate demultiplex factor of four (the correlator clock rate is 52 MHz), and a factor of two for calculating both amplitude and phase, 128 spectral channels are obtained per baseband. Thus, if the full bandwidth is covered, a spectral resolution of 812.5 kHz is obtained. For full polarization measurements with all four Stokes parameters, the spectral resolution would be a factor of two worse or 1.625 MHz. If fewer numbers of basebands are processed, more correlator chips can be used per baseband to achieve higher spectral resolutions. For example, if only one baseband per block is processed, 16 chips can be used on each baseband, achieving 101.6 kHz resolution. Furthermore, different basebands can be processed with different spectral resolutions, and the individual blocks can be tuned to different positions within the passband. By reprogramming the correlator boards to put more chips on a baseband, even higher spectral resolutions can be achieved.

When the SMA is linked to JCMT and CSO for joint interferometry beginning in 2005, the correlator will be able to process the full bandwidth on all 45 baselines with one receiver. Dual band capability could be achieved by reducing the number of baselines or bandwidth.

3. CALIBRATION OF THE INSTRUMENT

In order to operate the SMA as an interferometer, many system performance calibrations must be done. As previously described, the surfaces of the telescopes are set by holographic measurements, and the efficiencies of the telescopes are checked by observing planets and their satellites. The pointing models for the telescopes are determined first with data from optical guidescopes mounted behind holes in the primary reflectors (Patel 2000; Patel and Sridharan 2004). Typically, positions of more than a hundred stars are measured throughout the sky, and 19-parameter pointing models are determined in order to correct for the collimation, tilt, sag, and encoder offsets. The residuals after the fit are typically 1-2" rms in each axis. While the pointing is stable on the order of days, there are long-term drifts in the tilt components of the telescopes, which might be associated with the stability of the antenna pads. After the optical pointing models have been determined, the alignment of the radio and optical axes of each telescope is checked by radio pointing on planets. During observations, pointing of the telescopes is verified and further improved by measurements of nearby strong continuum sources. Pointing measurements can also be made interferometrically by nodding the antennas and analyzing the changes in fringe amplitude. The coordinates of the array elements are determined from the visibility phase measurements on strong quasars tracked over wide ranges of hour angle. Typically, the baseline data are taken at 230 GHz, and the antenna locations can be determined to an

accuracy of 0.1-0.2 of a wavelength, or about 0.2 mm. Finally, the gain and phase of the array are tracked in real time by observing a nearby quasar interleaved with the program sources. Flux and passband calibrations are also done in standard fashion by observing planets.

Under optimal sky conditions, these calibration procedures may be sufficient. However, at higher frequencies and during poor weather conditions, auxiliary techniques will have to be implemented to correct for the gain and phase fluctuations. A number of different techniques are being considered, including: self calibration when the sources are strong enough and simple enough; calibration with respect to a maser source if the frequencies of the lines are nearby; cross calibration between different receivers utilizing quasars at lower frequencies or masers; and measuring phase fluctuations by monitoring the atmospheric water lines at 183 GHz (Wiedner et al. 2001) or 20 μ (Naylor et al. 2002), or the total power from the sky (Battat et al. 2004a; Battat et al. 2004b). These techniques, which will be important in the future for the operation of the Atacama Large Millimeter Array (ALMA), currently under construction in Chile, are also actively being developed by other groups (e.g. Welch 1999).

4. ARRAY PERFORMANCE

During the last twenty years, millimeter wavelength interferometry has become a well developed field (Sargent and Welch 1993), and the SMA will push this research to wavelengths shortward of 1 mm with angular resolution better than an arcsecond. While the array is just now being completed, early results show that: (1) a surface accuracy of the telescopes of about 12 microns can be achieved, (2) the absolute pointing accuracy at the level of 2 arcseconds rms can be achieved by frequent monitoring of a nearby calibrator, (3) the receivers are sensitive and are operating at less than about seven times the quantum limit on the telescopes, (4) the correlator works properly, and (5) amplitude and phase stability are good and are easily corrected with nearby calibrators on timescales of 30 minutes under favorable weather conditions. We have also learned that good weather with low opacity is a precious commodity that must be exploited effectively through the use of dynamic scheduling.

Figure 4 shows the first image made with all eight elements of the SMA operating at the J= 2 - 1 CO line of Mars. Comparisons of results from the SMA with other mm-wave interferometers such as IRAM, BIMA, OVRO, and NMA at 230 GHz, show that the images are consistent in terms of structures and intensities. The scientific potentials are illustrated by the results reported in the accompanying papers. The abundance of spectral lines in the submillimeter window has been demonstrated by the observations of IRAS 18089-1732 (Beuther et al. 2004a; Beuther et al. 2004b) and IRAS 16293-2422 (Kuan et al. 2004). The vertical abundance of CO and HCN in the atmosphere of Titan has been measured (Gurwell 2004). A circumbinary disk has been imaged in L1551 (Takakuwa et al. 2004). The nearest circumstellar disk in TWHya has been imaged with about 100AU resolution (Qi et al. 2004). The first 690 GHz interferometer maps were obtained towards IRC10216 (Young et al. 2004). The first submillimeter image with subarcsecond resolution of the

Orion K-L region was obtained (Beuther et al. 2004c). High velocity as well as low velocity outflows have been detected in V Hya (Hirano et al. 2004). Polarized SiO maser features were imaged in VY Canis Majoris (Shinnaga et al. 2004). The ultracompact HII region G5.89 has been demonstrated to be the source of a molecular outflow imaged in the SiO line (Sollins et al. 2004). By surveying a number of other bright ultracompact HII regions, some have been found to be suitable calibrator sources (Su et al. 2004). Nearby galaxies M51 (Matsushita et al. 2004) and M83

(Sakamoto et al. 2004) have been imaged with small mosaic maps. Interacting galaxies have also been studied in the VV114 system (Iono et al. 2004) and the NGC6090 system (Wang et al. 2004).

Acknowledgments. We thank the Smithsonian Institution and the Academia Sinica for their support of this project. We thank the entire SMA team from SAO and ASIAA for their hard work over many years in making this instrument a reality. The most gratifying thanks are coming in the form of the exciting scientific results that this instrument is beginning to produce.

REFERENCES

- Battat, J., Blundell, R., Moran, J., and Paine, S. 2004, ApJ (Lett.), submitted (this issue)
- Battat, J., Blundell, R., Hunter, T., Kimberk, R., Leiker, S., and Tong, C. 2004, in *IEEE Transactions on Microwave Theory and Techniques*, in press
- Beuther, H., Zhang, Q., and Hunter, T., Sridharan, T.K., Zhao, J.-H., Sollins, P., Ho, P.T.P., Ohashi, N., Su, Y.N., and Lim, J., Liu, S.-Y. 2004, ApJ (Lett.), in press (this issue)
- Beuther, H., Hunter, T., Zhang, Q., Sridharan, T.K., Zhao, J.-H., Sollins, P., Ho, P.T.P., Ohashi, N., Su, Y. N., Lim, J., and Liu, S.-Y. 2004, ApJ (Lett.), in press (this issue)
- Beuther, H., Zhang, Q., Greenhill, L.J., Reid, M., Wilner, D., Keto, E., Marrone, D., Ho, P.T.P., Rao, R., Shinnaga, H., and Liu, S.-Y. 2004, ApJ (Lett.), submitted (this issue)
- Blundell, R., Tong, C., Papa, C., Leombruno, R., Zhang, X., Paine, S., Stern, J., LeDuc, H., and Bumble, B. 1995, in *IEEE Transactions on Microwave Theory and Techniques*, 43, 933-937
- Blundell, R., Tong, C.E., Paine, S., Papa, D., Barrett, J., Leombruno, R.L., Kimberk, R., Wilson, R.W., and Hunter, T.R. 1998, *6th International Conference on Terahertz Electronics Proceedings*, ed. P. Harrison, 246
- Blundell, R. 2004, in *Proceedings of Fifteenth International Symposium on Space Terahertz Technology*, in press
- Gurwell, M.A. 2004, ApJ (Lett.), submitted (this issue)
- Hirano, N., Shinnaga, H., Zhao, J.-H., Young, K., Fong, D., Dinh, V.T., Qi, C., Zhang, Q., Patel, N., and Keto, E. 2004, ApJ (Lett.), submitted (this issue)
- Hunter, T.R., Wilson, R.W., Kimberk, R., Leiker, P.S., and Christensen, R. 2002, SPIE Conference on Astronomical Telescopes and Instrumentation, 4848, 206, ed. Lewis, Hilton
- Iono, D., Ho, P.T.P., Yun, M.S., Matsushita, S., Peck, A.B., and Sakamoto, K. 2004, ApJ (Lett.), in press (this issue)
- Keto, E. 1997, ApJ, 475, 843
- Kuan, Y.-J., Huang, H.-C., Charnley, S.B., Hirano, N., Takakuwa, S., Wilner, D.J., Liu, S.-L., Ohashi, N., Bourke, T.L., and Qi, C. 2004, ApJ (Lett.), submitted (this issue)
- Masson, C.R. 1992, *Design Study for the Submillimeter Interferometer Array*, SAO Special Report
- Matsushita, S., Sakamoto, K., Liu, S.-Y., et al. 2004, ApJ (Lett.), submitted (this issue)
- Moran, J.M., Elvis, M.S., Fazio, G.G., Ho, P.T.P., Myers, P.C., Reid, M.J., and Wilner, S.P. 1984, *A Submillimeter Wavelength Telescope Array: Scientific, Technical, and Strategic Issues*, SAO Internal Report
- Naylor, D.A., Gom, B.G., Schofield, I.S., Tompkins, G.J., and Chapman, I.M. 2002, SPIE Conference on Infrared Technology and Applications XXVIII, 4820, 902
- Patel, N.A. 2000, in *Advanced Telescope and Instrumentation Control Software*, Proceedings of SPIE, V4009, 88
- Patel, N.A. and Sridharan, T.K. 2004, SPIE Proceedings on Astronomical Telescopes and Instrumentation, Glasgow, Scotland
- Qi, C., Ho, P.T.P., Wilner, D.W., Takakuwa, S., Hirano, N., Ohashi, N., Bourke, T.L., Zhang, Q., Blake, G., Hogerheijde, M., Saito, M., Choi, M., and Yang, J. 2004, ApJ (Lett.), submitted (this issue)
- Raffin, P. 1991a, SMA Technical Memo 51 (available at <http://cfa-sma.harvard.edu>)
- Raffin, P. 1991b, SMA Technical Memo 55 (available at <http://cfa-sma.harvard.edu>)
- Raffin, P., and Kusunoki, A. 1992, SMA Technical Memo 59 (available at <http://cfa-sma.harvard.edu>)
- Sakamoto, K., Matsushita, S., Peck, A.B., Wiedner, M.C., and Iono, D. 2004, ApJ (Lett.), in press (this issue)
- Sargent, A.I., and Welch, W.J. 1993, ARA&A, 31, 297
- Shi, S.C., Wang, M.J., and Noguchi, T. 2002, *Supercond. Sci. Technol.*, 15, 1717
- Shinnaga, H., Moran, J.M., Young, K.H., and Ho, P.T.P. 2004, ApJ (Lett.), submitted (this issue)
- Sollins, P., Hunter, T., Beuther, H., et al. 2004, ApJ (Lett.), in press (this issue)
- Sridharan, T.K., Saito, M., and Patel, N.A. 2002, SMA Technical Memo No. 147 (available at <http://sma-www.harvard.edu/private/memos/147.pdf>)
- Su, Y.-N., Liu, S.-Y., Lim, J., Ohashi, N., et al. 2004, ApJ (Lett.), in press (this issue)
- Takakuwa, S., Ohashi, N., Ho, P.T.P., Qi, C., Wilner, D., Zhang, Q., Bourke, T., Hirano, N., Choi, M., and Yang, J. 2004, ApJ (Lett.), in press (this issue)
- Tong, C., Blundell, R., Paine, S., Papa, C., Kawamura, J., Zhang, X., Stern, J., and LeDuc, H. 1996, in *IEEE Transactions on Microwave Theory and Techniques*, 44, 1548-1556
- Tong, C., Blundell, R., Megerian, K., Stern, J., and LeDuc, H. 2002, in *Thirteenth International Symposium on Space Terahertz Technology*, 23-32
- Wang, J. et al. 2004, ApJ (Lett.), submitted (this issue)
- Welch, W.J. 1999, *Reviews of Radio Science*, ed. W.R. Stone (Oxford University Press: Oxford), 787-808
- Whitney, A.R. 2004, *Radio Science*, 39, 1007
- Wiedner, M.C., Carlstrom, J.E., and Lay, O.P. 2001, ApJ, 552, 1036
- Young, K.H. et al. 2004, ApJ (Lett.), in press (this issue)

Table 1. Basic Characteristics of the SMA

Components	Specifications
Interferometer elements	8 6-meter, $f/0.4$ paraboloids, bent-Nasmyth optics
Telescope mount	alt-azimuth
Telescope backup structure	carbon fiber struts, steel nodes, rear cladding
Primary reflector	4 rows of 72 machined cast aluminum panels
Surface accuracy	12 microns rms
Secondary reflector	machined aluminum, 10Hz chopping
Array configuration	4 nested rings, 24 pads, up to 8 pads per ring
Available baselines	9 - 500 meters
Operating frequencies	180 - 900 GHz
Maximum angular resolution	$0.5'' - 0.1''$
Primary beam field of view	$70'' - 14''$
Receiver bands	230, 345, 460, 690, and 850 GHz
Number of receivers	8 per telescope, 2 simultaneous bands
Correlator	hybrid analog-digital, 2×28 baselines
Number of spectral channels	172,000
Maximum bandwidth	2 GHz
Maximum spectral resolution	0.06 MHz
Maximum data rate	> 10 GB/day for 1-second integrations

The Submillimeter Array

7

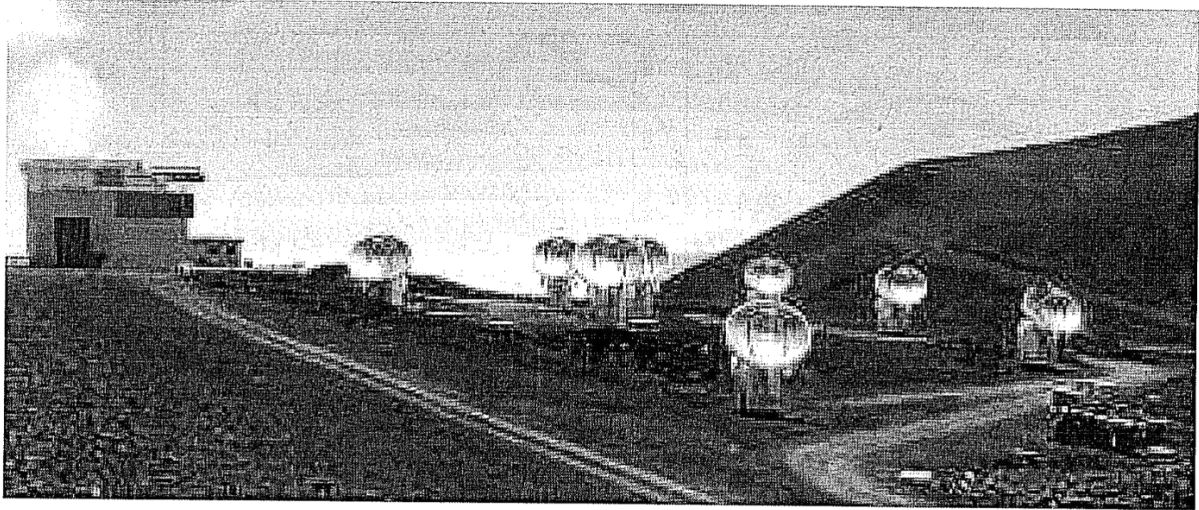


FIG. 1.— View of the SMA in the direction of Mauna Loa. The assembly/ maintenance building and attached control building are in the top left. The JCMT can be seen rising above them in the background. The slope of Pu'u Poli'ahu rises in back of the Array on the right side. The transporter used to move the antennas is in the right side of the foreground. In its most compact configuration, all antennas can occupy the flat plateau where four of the antennas sit. At the end of 2003, all eight elements of the SMA were operating on Mauna Kea in Hawaii. Ray Blundell and Bill Liu headed the antenna groups at SAO and ASIAA/ARL, respectively.

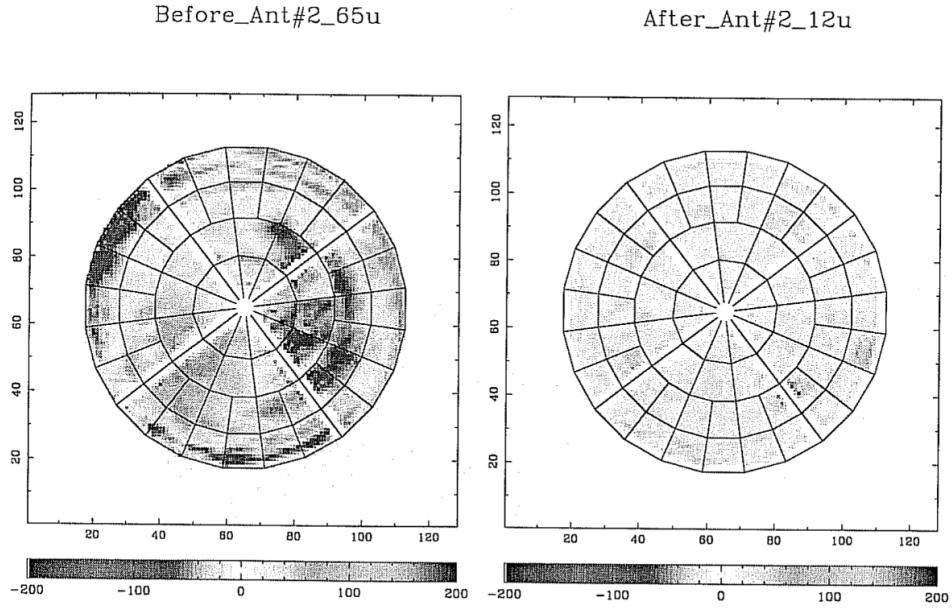


FIG. 2.— Holographic measurements of the surface of Telescope No. 2, before (left) and after (right) a series of panel adjustments. The rms accuracy improved from about 65 microns to about 12 microns. T.K. Sridharan and Nimesh Patel have been leading the efforts to measure and reset the surfaces of all the telescopes.

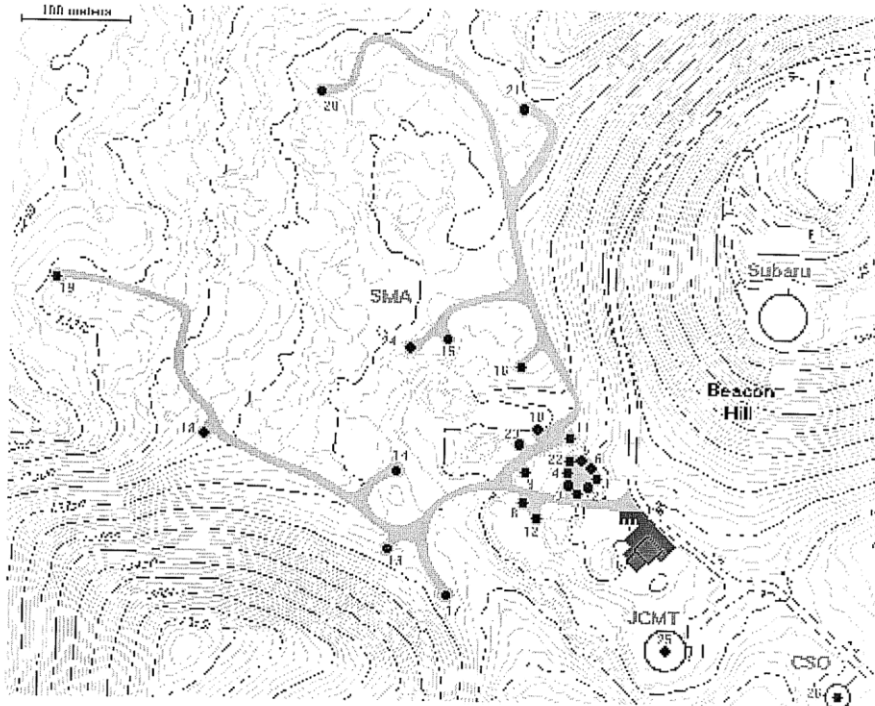


FIG. 3.— The 24 pads of the SMA are distributed in 4 nested rings. The design followed the Reuleaux triangle pattern as much as possible, as constrained by the site. Eric Keto was responsible for optimizing the configuration. Ken Young produced this diagram.

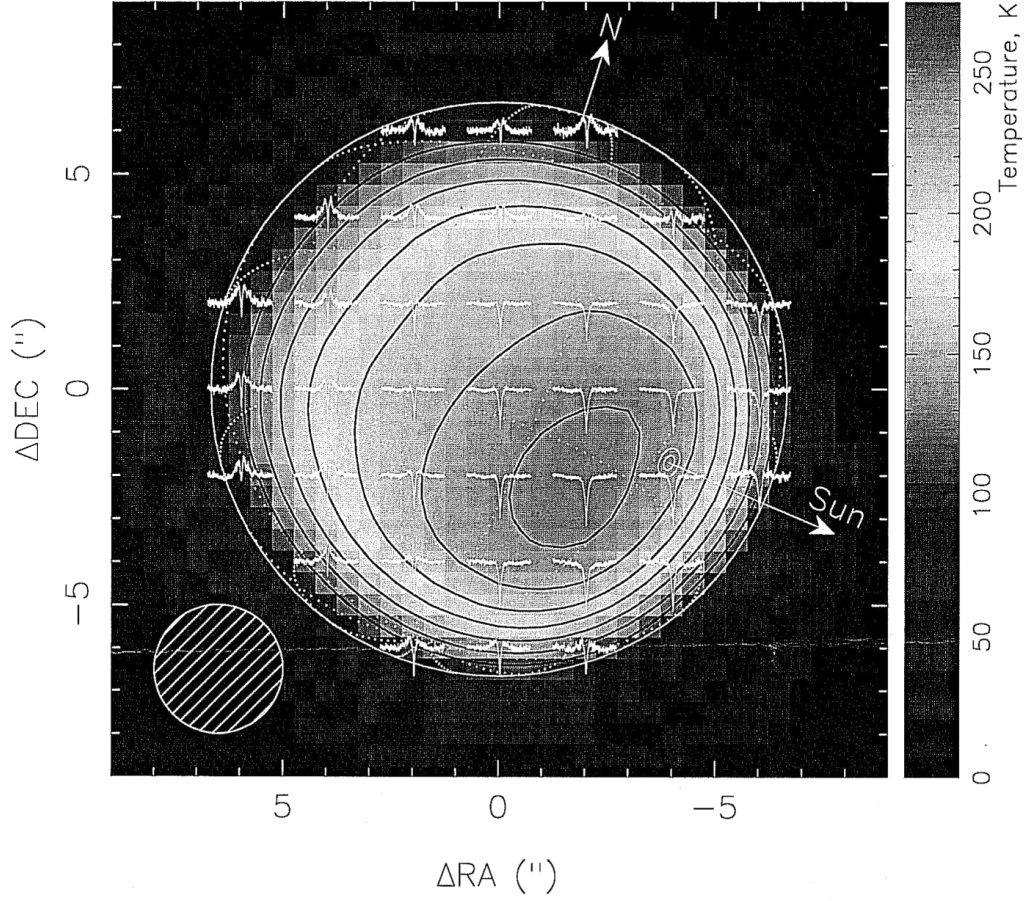


FIG. 4.— The first image obtained with the full eight element array on 12 November 2003 of the 1.3 mm thermal surface emission and CO(2-1) atmospheric absorption from Mars at a spatial resolution of $3''$. At the time of observations the apparent diameter of Mars was $13.3''$. The absorption line profiles are pressure broadened and can be used to infer the vertical distribution of CO and temperature in the atmosphere. This image was made by Mark Gurwell.